

**UNIVERSIDAD COMPLUTENSE DE MADRID**

**FACULTAD DE CIENCIAS FÍSICAS**

Departamento de Astrofísica y Ciencias de la Atmósfera



**CÚMULOS DE GALAXIAS PRÓXIMOS. PROPIEDADES  
GLOBALES Y CARACTERIZACIÓN DE SUS  
POBLACIONES GALÁCTICAS**

**MEMORIA PRESENTADA PARA OPTAR AL GRADO DE  
DOCTOR POR**

Jesús Varela López

Bajo la dirección de los Doctores:

Mariano Moles  
Francisco Javier Gorgas García

**Madrid, 2005**

**ISBN: 978- 84-669-2562-4**

**©Jesús Varela López, 2004**

UNIVERSIDAD COMPLUTENSE DE MADRID



Departamento de Astrofísica y Ciencias de la Atmósfera

# CÚMULOS DE GALAXIAS PRÓXIMOS. PROPIEDADES GLOBALES Y CARACTERIZACIÓN DE SUS POBLACIONES GALÁCTICAS.

*Memoria que presenta*  
D. Jesús Varela López  
*para optar al grado de*  
Doctor en Astrofísica.

*Director de Tesis:*  
Prof. Mariano Moles (IAA)  
*Tutor:*  
Prof. Javier Gorgas (UCM)

INSTITUTO DE ASTROFÍSICA DE ANDALUCÍA  
Enero - 2004





---

# Resumen

*Los Cúmulos de Galaxias son una fuente inagotable de información que abarca desde la formación y evolución de galaxias hasta aspectos a nivel cosmológico. Sin embargo, hasta no hace mucho tiempo, se daba la paradoja de que era más fácil estudiar Cúmulos de Galaxias lejanos que no aquellos que se encuentran más próximos a nosotros. Este problema meramente técnico está siendo superado gracias a la nueva generación de Cámaras de Gran Campo que aunan las ventajas tecnológicas de las cámaras CCD con campos de visión cada vez mayores. Gracias a ello en la actualidad se pueden llevar a cabo proyectos de gran envergadura dirigidos a cubrir esa laguna de conocimiento sobre los Cúmulos de Galaxias más próximos, lo que permitirá tener una visión completa de los mismos sobre la que apoyar los estudios de Cúmulos más lejanos y, por lo tanto, en etapas de su evolución más tempranas.*

*El proyecto WINGS (Wide-field Image Nearby-clusters Survey; Fasano et al., 2002) tiene como objetivo principal precisamente el establecer un marco de referencia para todo tipo de estudios centrados en Cúmulos de Galaxias, pero muy especialmente para estudios evolutivos los cuales hasta este momento carecían de una muestra lo suficientemente amplia de Cúmulos de Galaxias próximos con la que comparar y poder distinguir entre efectos evolutivos y variaciones intrínsecas de las propiedades de los Cúmulos.*

*En esta Tesis se presentan los aspectos fundamentales de la extracción y análisis de los datos obtenidos en el proyecto WINGS. Conocer, en la medida de lo posible, aquellos factores, ya sean de origen técnico, debidos a proyección o locales de cada cúmulo, que pueden influir en la distribución de los valores de los parámetros característicos de los Cúmulos de Galaxias es necesario para que las conclusiones derivadas de estos datos estén libres de efectos espurios. En este sentido, no sólo se han estudiado los métodos de extracción de los datos sino también aquellos aspectos fundamentales en cualquier estudio en profundidad de un Cúmulo de Galaxias como lo son el contenido en tipos morfológicos, la Función de Luminosidad, la Relación Color-Magnitud, la Relación de Kormendy y la distribución espacial de las galaxias en los Cúmulos.*

---



# Agradecimientos

La realización y culminación de este trabajo ha sido posible gracias al apoyo de numerosas personas tanto dentro como fuera del ámbito de la Astrofísica.

En primer lugar, quiero darle las gracias a mi director de tesis, el Prof. Mariano Moles, aunque estoy seguro que a él le hubiese sido suficiente simplemente Mariano. Él fue quien me permitió continuar trabajando en lo que más me gustaba y para lo que me había estado preparando en la Universidad, algo que hoy en día, por desgracia, no es algo habitual. A lo largo de los años que he estado trabajando junto a él me ha apoyado en todo momento dándome al mismo tiempo libertad para hacer mi trabajo de la manera que yo he considerado más adecuada. Él me ha enseñado la necesidad de mantener una visión crítica de todas las cosas y a no perder la inquietud por aprender y entender todo lo que nos rodea, una actitud que hay que llevar más allá de la simple investigación.

También quiero darle las gracias a Antonio y Alberto. Los tres hemos tenido que sobrellevar juntos el hecho de ser un grupo pequeño dentro de una organización caótica. Sólo espero que lo que hemos vivido durante estos años sea la excepción y no la regla en la Ciencia de este país.

También quiero agradecer la hospitalidad con la que me han acogido en el Observatorio Astronómico de Padua (Italia) durante mis estancias allí a lo largo de estos años. Gracias a D.Bettoni, G.Fasano, G.Galleta, E.Pignatelli, Ch.Marmo y B.Poggianti que además de ser colaboradores excepcionales también lo son como persona. Un recuerdo especial para M.Salvo por haber sido una anfitriona extraordinaria durante mi primera estancia en el Observatorio. A toda la gente que conocí en Padua, muchas gracias.

Durante estos años no sólo he disfrutado de mi trabajo sino también he ido descubriendo a un grupo de personas increíbles que me han ido desvelando los mil cristales por los que se puede mirar a este mundo que nos rodea. Junto a ellos he pasado momentos maravillosos (y pienso seguir haciéndolo por mucho tiempo) y gracias a ellos he superado momentos menos agradables. Sin embargo, necesito mostrar un agradecimiento particular y muy especial, no a uno sino a dos de ellos: Rubén y Lorenzo. A los dos tengo la suerte de conocerles desde hace tanto tiempo que ni recuerdo cuando nos conocimos, y aunque ellos ya son hermanos (y además gemelos), siempre me han hecho sentir como el tercero. Con ellos me he reído como nunca, me he divertido y me han enseñado que lo mejor de esta vida es poder reírte de todo, incluido de uno mismo. Sin duda, una gran parte de lo mejor de mí mismo se lo debo a ellos.

Sin embargo, nunca hubiese llegado a nada sin el apoyo de mi familia. A mi madre, Angelines, la debo su amor incondicional, que nunca podré agradecer lo suficiente, y el haberme enseñado que no hay obstáculo grande cuando uno tiene que defender lo que cree justo. A mi padre, Arturo, le debo tanto su amor como el enseñarme a mantener la serenidad y las ideas claras. Ellos dos no sólo hicieron que yo surgiese de la nada sino que además me han apoyado y animado a hacer lo que yo quería. Estoy seguro que sin su esfuerzo y paciencia yo no estaría escribiendo esto. A ellos también les tengo que agradecer infinitamente el haberme dado como

compañía y guía a dos hermanas extraordinarias, Marta y Laura. Ellas no se han conformado con soportar estoicamente al “pequeño de la casa” sino que además han estado siempre encima mía para animarme, ayudarme e incluso para protegerme. Las dos me han ido abriendo infinidad de caminos y han sido modelos ideales y permanentes a seguir. A los cuatro nunca les podré compensar por todo lo que me han ido dando a lo largo de mi vida.

# Índice general

<b>I</b>	<b>INTRODUCCIÓN</b>	<b>1</b>
<b>1.</b>	<b>Presentación</b>	<b>3</b>
1.1.	Breve Historia sobre los Cúmulos de Galaxias . . . . .	4
1.2.	Proyecto <i>WINGS</i> . . . . .	6
1.3.	Motivaciones de la Tesis . . . . .	8
1.4.	Estructura de la Tesis . . . . .	9
<b>2.</b>	<b>Observaciones</b>	<b>13</b>
2.1.	Observaciones . . . . .	14
2.1.1.	Reducción de las Imágenes . . . . .	15
2.1.2.	Calibración . . . . .	16
2.2.	Generación de los Catálogos Fotométricos . . . . .	17
2.2.1.	Preprocesamiento de las Imágenes . . . . .	18
2.2.2.	Generación de los Catálogos Fotométricos . . . . .	21
2.2.3.	Catálogos Fotométricos . . . . .	27
2.2.4.	Errores Fotométricos . . . . .	29
2.3.	Notas sobre la muestra . . . . .	31
<b>II</b>	<b>CARACTERIZACIÓN DE LA POBLACIÓN GALÁCTICA DE LOS CÚMULOS DE GALAXIAS</b>	<b>37</b>
<b>3.</b>	<b>Clasificación Morfológica y Poblaciones Galácticas</b>	<b>39</b>
3.1.	Introducción . . . . .	40
3.2.	Método . . . . .	41
3.2.1.	Comparación con Dressler(1980) . . . . .	42
3.3.	Resultados . . . . .	45
3.3.1.	Comparación con Trabajos Previos . . . . .	47
3.4.	Resumen y Conclusiones . . . . .	52
<b>4.</b>	<b>Función de Luminosidad</b>	<b>57</b>
4.1.	Introducción . . . . .	58
4.2.	Distribución de Magnitudes Aparentes . . . . .	60
4.2.1.	Comentarios Generales . . . . .	62
4.2.2.	Estimación de la Contaminación de Fondo . . . . .	63
4.2.3.	Substracción del Fondo de Galaxias . . . . .	67
4.3.	Función de Luminosidad . . . . .	69

---

---

4.3.1.	Función de Luminosidad Global . . . . .	69
4.3.2.	Función de Luminosidad Central . . . . .	73
4.3.3.	Dependencia Radial de la Función de Luminosidad . . . . .	77
4.3.4.	Dependencia con la Morfología de la Función de Luminosidad . . . . .	79
4.3.5.	Universalidad de la Función de Luminosidad . . . . .	81
4.4.	Resumen y Conclusiones . . . . .	82
<b>5.</b>	<b>Relación Color-Magnitud</b>	<b>89</b>
5.1.	Introducción . . . . .	90
5.2.	El Diagrama Color-Magnitud . . . . .	91
5.2.1.	La Relación Color-Magnitud . . . . .	92
5.3.	Distribuciones respecto a la RCM . . . . .	96
5.3.1.	La Dispersión en el Diagrama Color-Magnitud . . . . .	97
5.3.2.	La RCM en Función de la Luminosidad . . . . .	98
5.3.3.	La RCM en Función de la Distancia Cumulocéntrica . . . . .	102
5.3.4.	La RCM en Función del Tipo Morfológico . . . . .	104
5.4.	Resumen y Conclusiones . . . . .	106
<b>6.</b>	<b>Plano <math>\langle \mu \rangle_e - R_e</math></b>	
	<b>Relación de Kormendy</b>	<b>109</b>
6.1.	Introducción . . . . .	110
6.1.1.	Fotometría Superficial . . . . .	110
6.1.2.	GASPHOT . . . . .	112
6.1.3.	La Relación de Kormendy y el Plano Fundamental . . . . .	113
6.2.	Análisis de los Datos . . . . .	114
6.2.1.	Relaciones con la Luminosidad . . . . .	114
6.2.2.	Relación $n$ - Tipo Morfológico . . . . .	120
6.2.3.	El Plano $\langle \mu \rangle_e - R_e$ . . . . .	121
6.3.	Resumen y Conclusiones . . . . .	123
<b>7.</b>	<b>Distribución Espacial</b>	<b>127</b>
7.1.	Introducción . . . . .	128
7.2.	Distribución Espacial Bidimensional de los Cúmulos . . . . .	129
7.2.1.	Método . . . . .	130
7.2.2.	Distribución Espacial en Función de la Luminosidad . . . . .	131
7.2.3.	Distribución Espacial en Función del Índice de Color . . . . .	133
7.2.4.	Distribución Espacial en Función del Tipo Morfológico . . . . .	135
7.3.	Distribución Radial . . . . .	139
7.3.1.	Determinación del Centro . . . . .	139
7.3.2.	Perfiles Radiales de Densidad . . . . .	142
7.3.3.	Variación Radial de las Poblaciones Galácticas . . . . .	143
7.4.	Dependencias con la Densidad Local . . . . .	146
7.5.	Resumen y Conclusiones . . . . .	149

---

<b>III</b>	<b>CONCLUSIONES FINALES</b>	<b>153</b>
<b>8.</b>	<b>Conclusiones Finales</b>	<b>155</b>
8.1.	Conclusiones Finales . . . . .	156
<b>IV</b>	<b>APÉNDICES</b>	<b>161</b>





## Parte I

# INTRODUCCIÓN

## Capítulo 1

# Presentación

## 1.1. Breve Historia sobre los Cúmulos de Galaxias

“*Los cúmulos de galaxias son los mayores sistemas ligados gravitatoriamente*”. Esta frase es la más utilizada en la literatura para caracterizar a los cúmulos de galaxias. Para llegar a esta afirmación basta hacer un pequeño cálculo estimando el tiempo que tardaría una galaxia a una velocidad típica de  $v \sim 1000 \text{ km s}^{-1}$  en recorrer el radio típico de un cúmulo  $R \sim 10 \text{ Mpc}$  (Bahcall, 1977):

$$t_{\text{cruce}} = R/v \sim (10 \text{ Mpc}) / (1000 \text{ km s}^{-1}) \sim 10^{10} \text{ años} \quad (1.1)$$

Este valor es ligeramente inferior al tiempo de Hubble ( $\sim 1.5 \times 10^{10}$  años), por lo tanto, todas las galaxias dentro de ese radio han tenido tiempo de pasar alguna vez por el centro del cúmulo. Para distancias mayores, como en el caso de supercúmulos, las galaxias no han tenido tiempo ni siquiera de completar una órbita por lo que estas estructuras deben su forma principalmente a las condiciones iniciales de formación.

Históricamente, antes incluso de que se supiera que las *nebulae* eran objetos externos a nuestra Galaxia, ya se había comprobado que existían regiones en el cielo en las que la densidad de éstas aumentaba en relación a la densidad media, especialmente en las constelaciones de Virgo y Coma Berenices. Sin embargo, en uno de los primeros trabajos sobre galaxias en el que ya se adopta la distinción entre nebulosas galácticas y extragalácticas, Hubble (1926) dice :

*The extra-galactic nebulae form a homogeneous group in which numbers increase rapidly with diminishing apparent size and luminosity.*

*... Hardcastle's list can be used only for the study of distribution over the sky. This shows the well-known features — the greater density in the northern galactic hemisphere, the concentration in Virgo, and the restriction of the very large nebulae to the southern galactic hemisphere*

Esto quiere decir que aunque se tenía la impresión de que a gran escala la distribución de galaxias era homogénea también se era consciente de la existencia de grandes concentraciones de galaxias, que posteriormente serían reconocidas como cúmulos de galaxias.

La importancia dada a los cúmulos de galaxias ha cambiado de forma considerable desde 1934 cuando en un artículo sobre la distribución de las galaxias en el cielo, de nuevo Hubble (1934) dice:

*The great clusters, recognized as such from casual inspection, have not been included in the discussions. They are relatively rare; perhaps twenty at the present time,...*

y unos párrafos más adelante :

*On the grand scale, however, the tendency to cluster averages out. The counts with large reflectors conform rather closely with theory of sampling for a homogeneous population.*

Sin embargo, pronto esto dejó de ser así y para Zwicky (1942) fue la introducción del telescopio Schmidt lo que permitió acelerar el conocimiento que se tenía sobre los cúmulos de galaxias. Las limitaciones de campo de los telescopios parabólicos se vieron superados por el telescopio Schmidt que permitía obtener “*hasta 100 grados cuadrados con una excelente uniformidad y definición*”, según el propio Zwicky. Así se descubrió que los cúmulos más grandes se extendían mucho más de lo que hasta entonces se pensaba.

Desde entonces los cúmulos han servido para verificar o poner restricciones a teorías cosmológicas. El mismo Zwicky hará uso de los cúmulos de galaxias para verificar si a esas escalas aún es aplicable la ley de la gravedad en la formulación de Newton (Zwicky, 1942) o para comprobar si el Universo se expandía tal y como las observaciones de Hubble parecían indicar. Zwicky (1938) expone su visión de la distribución de las galaxias que es totalmente diferente de la visión de homogeneidad que tenía Hubble:

*Practically all nebulae are bunched in more or less regular clusters and clouds of nebulae if the general conditions of the universe are of stationary character, ...*

Paradójicamente, Zwicky fue contrario a la posible existencia de cúmulos de cúmulos, también llamados cúmulos de segundo orden o, simplemente, supercúmulos (Zwicky & Rudnicki, 1963). La existencia de éstos fue tema de debate hasta que se realizaron los primeros *surveys* espectroscópicos que permitieron obtener una visión tridimensional del Universo más próximo y descubrir cómo la mayor parte de las galaxias se distribuyen en regiones estrechas y conectadas entre sí separadas por grandes “vacíos” (Geller, Huchra, & de Lapparent, 1987). El primer indicio de la existencia de supercúmulos vino del estudio de los grupos y cúmulos más próximos que parecían concentrarse en un círculo máximo en el cielo y que de Vaucouleurs (1953) consideró que se trataba del plano de lo que denominó Supercúmulo Local. Sin embargo, no faltaron propuestas de teorías que trataban de explicar dicha concentración como efecto de diferentes fenómenos, especialmente la absorción galáctica, agrupamiento a pequeña escala y la presencia del cúmulo de Virgo (Bahcall & Joss, 1976). Otras pruebas a favor de la existencia de agrupaciones de cúmulos provenían del catálogo de Abell (1958) que el mismo autor se encargó de estudiar (Abell, 1961, 1974). Pero como se ha comentado, su existencia quedó probada cuando se publicaron los resultados del *CfA Redshift Catalog* (Geller, Huchra, & de Lapparent, 1987).

Los cúmulos también se han utilizado para determinar las propiedades del Universo a gran escala e ir reduciendo el número de teorías cosmológicas a través de las restricciones que se iban encontrando para los valores de los parámetros cosmológicos como  $\Omega$ ,  $q_0$  y  $H_0$ .

Pero los cúmulos de galaxias no sólo sirven para obtener información sobre el universo a gran escala, también son laboratorios ideales para conocer mejor las galaxias de las que están formados. Excepto para los cúmulos más próximos, se puede asumir que las dimensiones de un cúmulo son mucho más pequeñas que la distancia a la que se encuentra, por lo que no se cometen grandes errores si se supone que todas las galaxias de un cúmulo están a la misma distancia. Esto permitió descubrir relaciones entre parámetros físicos de las galaxias que de otro modo hubiese sido más complicado llegar a conocer. Entre estos descubrimientos realizados gracias a la existencia de los cúmulos de galaxias destacan la relación Faber-Jackson (Faber & Gallagher, 1976), la relación Tully-Fisher (Tully & Fisher, 1977), el Plano Fundamental (Djorgovski & Davis, 1987; Dressler et al., 1987) y la relación Color-Magnitud (Visvanathan & Sandage, 1977).

Pero no sólo esto, dado el gran número de galaxias que pueden contener los cúmulos y la variedad de tipos que se encuentra en ellos, se imponen importantes restricciones a las teorías de formación y evolución galácticas que han de ser capaces de explicar los resultados de las observaciones referentes a la distribución de galaxias de distintos tipos en función de la densidad (relación Morfología-Densidad; Melnick & Sargent (1977); Dressler (1980b)), la existencia de galaxias extremadamente masivas y brillantes localizadas en las regiones de mayor densidad de los cúmulos (Morgan & Lesh, 1965) o el aumento en la fracción de galaxias azules según se observan cúmulos más lejanos (efecto Butcher-Oemler (Butcher & Oemler, 1978)), entre otras.

Se ha dirigido una especial atención hacia los mecanismos que pueden dar lugar a transformaciones morfológicas (ver Dressler (1984)). Procesos como la pérdida de materia de una galaxia

por efecto de marea producido por el potencial de otra galaxia o del propio cúmulo (*tidal stripping*, Spitzer & Baade (1951)), la pérdida de gas por interacción con el medio intergaláctico (*ram pressure*, Gunn & Gott (1972)) y la evaporación del gas interestelar por interacción con el gas intergaláctico caliente (Cowie & Songaila, 1977), han sido propuestos para explicar la transformación de tipos morfológicos, especialmente para tratar la existencia de las galaxias lenticulares. Otros mecanismos capaces de alterar la morfología de las galaxias están relacionados con la fusión (*merger*) o el “canibalismo” de galaxias. Se piensa en el primero de ellos como un medio para transformar espirales de tamaños similares en sistemas esferoidales (Toomre & Toomre, 1972) y el segundo se ha considerado que puede ser uno de los responsables de la existencia de las galaxias cD (Ostriker & Thuan, 1975; Ostriker & Hausman, 1977), que son galaxias extremadamente brillantes con halos extensos que se suelen encontrar en las regiones centrales de los cúmulos.

Actualmente, instrumentos como el Telescopio Espacial, los grandes telescopios ópticos de 8 y 10 m, y los observatorios espaciales en rayos X (XMM y CHANDRA) están permitiendo recoger información directa de etapas cada vez más tempranas de la vida tanto de las galaxias como de los cúmulos de galaxias. Esto da la posibilidad de verificar teorías de formación y evolución de galaxias y cúmulos directamente. Sin embargo, esta información es muy escasa lo que hace aún complicado extraer conclusiones bien fundamentadas. Por otro lado, es necesario conocer con precisión cuál es la varianza intrínseca de las propiedades de los cúmulos y galaxias en el Universo Local para tener una referencia sin sesgos con la que comparar. Saber cuál es el rango y distribución de esas propiedades en una muestra completa de cúmulos próximos es imprescindible para no confundir efectos evolutivos con efectos de selección.

Precisamente en este punto es en el que se centra el proyecto *WINGS* (siglas de *Wide-field Image Nearby Galaxy clusters Survey*; Fasano et al. (2002)) al que esta Tesis ha aportado un estudio detallado de los métodos de extracción y análisis de datos y una primera visión de los resultados que podrán obtenerse cuando la muestra esté completa, además de la clasificación morfológica visual de un conjunto de cerca de 2700 galaxias que servirá de referencia a los sistemas de clasificación automática.

## 1.2. Proyecto *WINGS*

El proyecto *WINGS* surge como continuación natural de un proyecto anterior centrado en el estudio de las poblaciones galácticas de cúmulos con *redshift* entre 0.1 y 0.25 (Kjaergaard, Jorgensen & Moles, 1993; Fasano et al., 2002). El objetivo central del proyecto *WINGS* es establecer un punto cero de referencia en los estudios evolutivos que se hacen utilizando cúmulos de galaxias. Esto es imprescindible si se quiere llegar a diferenciar los efectos evolutivos reales de la dispersión intrínseca de las propiedades de las galaxias.

Para poder lograrlo es necesario tener información completa de las propiedades de las galaxias en los cúmulos más próximos. Hasta hace pocos años, esto era una tarea complicada ya que los campos del cielo que cubrían las CCDs eran mucho más pequeños que el tamaño proyectado de los cúmulos más próximos. Por lo tanto, la alternativa era volver a utilizar placas fotográficas con las complicaciones en la reducción y digitalización de las mismas. Esto cambió con la llegada de las cámaras de gran campo (*WFC* del inglés *Wide Field Camera*) desarrolladas utilizando mosaicos de CCDs. Aunque pionera, la WFCP2 del *Telescopio Espacial Hubble* no entra dentro de la categoría de *WFC* que aquí nos interesan ya que su campo de visión no llegaba a  $2.5' \times 2.5'$ . Por el contrario, el proyecto MACHO (Stubbs, 1993) sí hizo uso de una *WFC* con las características adecuadas. Consistía en 4 CCDs de  $2048 \times 2048$  píxeles situados en el foco primario del telescopio

1.3m en Monte Stromlo, que cubrían un campo de 0.5 grados cuadrados. Pero no es hasta finales de los años 90 cuando estos mosaicos de CCDs comienzan a usarse de forma habitual en telescopios de mayor tamaño. Las ventajas de las *WFC* son evidentes con campos de visión superiores a  $30' \times 30'$  y con escalas de placa inferiores a  $0.4''/\text{pixel}$ , además de tratarse de dispositivos lineales y digitales que permiten la automatización de gran parte del proceso de reducción de las imágenes y de extracción de información. Sin embargo, también presentan inconvenientes relacionados con sus grandes dimensiones, especialmente la variación de la escala de placa a lo largo de una imagen, lo que hace necesario un tratamiento especial para obtener astrometrías precisas.

El proyecto *WINGS* aprovecha las ventajas de las *WFC* para llevar a cabo el estudio sistemático de 78 cúmulos ricos en el rango de *redshift* de 0.04 a 0.07, aproximadamente. La muestra de cúmulos es básicamente completa y limitada en flujo en rayos X (0.1-2.4 keV), información que se obtuvo de los catálogos XBACS (Ebeling et al., 1996) y BCS+eBCS (Ebeling et al., 1998, 2000) compilados con datos del *ROSAT All-Sky Survey*. La ventaja de utilizar una muestra a partir de rayos X es que se reduce considerablemente los problemas de proyección que tienen los catálogos de cúmulos generados únicamente utilizando imágenes en el rango óptico. Para evitar problemas de extinción y de campos excesivamente poblados de estrellas la muestra se limitó a cúmulos con latitudes galácticas  $|b| > 20^\circ$ . El rango en *redshift* está elegido de forma tal que se consigue un compromiso entre la resolución espacial lineal ( $\sim 1 \text{ kpc}''$  para los cúmulos más lejanos) y el campo del cúmulo que se cubre ( $\sim 2 \text{ Mpc}^2$  en los cúmulos más próximos<sup>1</sup>).

Las observaciones fotométricas se llevaron a cabo durante varias campañas en los telescopios 2.5m INT del Roque de los Muchachos (a través de un Programa de Tiempo Internacional) y 2.2m de la ESO en La Silla. Se tomaron imágenes en banda B y banda V con tiempos de exposición totales de 1260 s y 1200 s, respectivamente. Las relaciones señal-ruido que se logran alcanzar a  $3\sigma$  sobre el fondo del cielo son  $\sim 2.2$  ( $\mu_B \sim 25.5 \text{ mag arcsec}^{-2}$ ) en B y  $\sim 1.5$  en V ( $\mu_V \sim 25.4 \text{ mag arcsec}^{-2}$ ).

Las imágenes en banda V permiten comparar resultados con estudios previos de cúmulos próximos, así como estudios realizados con el telescopio espacial Hubble a  $z \sim 0.5$  (Smail et al., 1997). Las imágenes en banda B permiten obtener colores y poder hacer comparaciones con los estudios futuros de cúmulos a *redshift* próximo a 1.

Además, el proyecto *WINGS* tiene como objetivo obtener la fotometría superficial de las galaxias más brillantes de cada cúmulo, utilizando para ello el *software* desarrollado por Pignatelli & Fasano (2001) denominado *GASPHOT*. Este *software* permite realizar la fotometría superficial de un conjunto de galaxias de una misma imagen de una sola vez, teniendo en cuenta las variaciones de la PSF estelar a lo largo de una misma imagen, punto a tener muy en cuenta a la hora de trabajar con imágenes obtenidas con cámaras de gran campo. Una vez obtenida la fotometría superficial se procede a ajustar los resultados a una ley de Sérsic (1968) y a un modelo con bulbo+disco, es decir, perfiles  $r^{1/4}$ +exponencial. Por último, el programa estima el tipo morfológico con la información obtenida para cada objeto a lo largo de todo el proceso.

El volumen de datos obtenido sólo con esta primera parte del proyecto *WINGS* es enorme. De cada cúmulo se obtiene un catálogo fotométrico profundo, generalmente, con más de 2000 objetos. La fotometría superficial se puede realizar a más de 400 galaxias por cúmulo, incluyendo clasificación morfológica.

---

<sup>1</sup>Los parámetros del modelo cosmológico que se van a usar a lo largo de este trabajo son:  
 $H_0 = 75 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$  ;  $\Omega_M = 0.3$  ;  $\Omega_\Lambda = 0.7$  .

---

El proyecto *WINGS* se completa con un seguimiento espectroscópico de una submuestra de 55 cúmulos de los 78 iniciales. De cada cúmulo se obtendrán espectros ópticos de entre 100 y 400 galaxias (en función del instrumento utilizado), con magnitudes  $V \lesssim 20$ . Las observaciones se están llevando a cabo con el espectrógrafo *WYFFOS* del telescopio William Herschel y con los espectrografos *2dF* del Telescopio Anglo-Australiano. Los espectros cubren el rango 3600-7000 Å con *WYFFOS* y 3800-8000 Å con el *2dF*, con resoluciones de 6 y 9 Å, respectivamente.

### 1.3. Motivaciones de la Tesis

La presente Tesis comparte motivaciones con el proyecto *WINGS*, a las que se añaden otras de carácter más particular.

Entre las motivaciones principales como estudio ligado al proyecto *WINGS*, se encuentra determinar las propiedades del conjunto de cúmulos más próximos. Para ello es tan importante conocer la varianza intrínseca de dichas propiedades como sus valores promedios, es decir, se quiere determinar con la mayor precisión la distribución del mayor número de parámetros característicos de los cúmulos. Esto no sólo permite fijar definitivamente la visión que se tiene de los cúmulos de galaxias en el Universo cercano sino que además permitirá establecer la correcta conexión evolutiva entre los cúmulos próximos y los observados en etapas más tempranas del Universo, separando en la medida de lo posible los efectos evolutivos de cualesquiera otras fuentes de dispersión.

Sin embargo, para poder lograr esto es necesario que el proceso de extracción de datos y análisis de los mismo sea conocido escrupulosamente, así como tener presentes el mayor número de factores (observacionales, relacionados con efectos de proyección en el cielo o fenómenos físicos locales en cada cúmulo) que dificultan el análisis de ciertas características de los cúmulos, y que pueden incidir en los resultados finales y con ello en las conclusiones que se extraigan. Es precisamente aquí donde esta Tesis pone énfasis tratando de poner en evidencia problemas y posibles soluciones a situaciones que al trabajar con grandes masas de datos se pueden pasar por alto.

Para ello se seleccionaron 7 cúmulos de los primeros que estuvieron disponibles, sin ningún otro criterio de selección para evitar sesgos. La muestra es lo suficientemente pequeña como para poder manejar los datos cómodamente al nivel de detalle que se deseaba, pero al mismo tiempo presenta una sorprendente variedad y heterogeneidad de propiedades y situaciones que podría pensarse excepcionales. Sin embargo, salvo que la elección haya sido realmente desafortunada, lo cual no puede descartarse, y a la espera del análisis completo de los datos del proyecto *WINGS*, la visión final que uno tiene es que los cúmulos de galaxias forman una familia realmente diversa y heterogénea y que ciertos factores ajenos a los propios cúmulos pueden distorsionar la visión que se tiene de ellos, no tanto en los valores promedio como en la dispersión de dichos valores, la cual nos interesa mantener lo más libre posible de dichos factores ajenos a los mismos cúmulos.

Este análisis se ha centrado primero en el proceso de detección, medida y catalogación de los objetos encontrados en los campos centrados en cada uno de los cúmulos. El siguiente paso consistió en estudiar los aspectos más destacados de la población de galaxias de los cúmulos, es decir, la distribución en Tipos Morfológicos, la Función de Luminosidad, la Relación Color-Magnitud, la Fotometría Superficial de las galaxias y la Distribución Espacial en el Cúmulo. Como no podía ser de otra forma, en todo momento estuvo presente la generalización de los métodos utilizados al conjunto de datos de *WINGS*, y ciertos resultados o conclusiones que



aquí simplemente se pueden esbozar tendrán su confirmación o refutación definitivas por simple extensión al conjunto de datos de *WINGS* .

Para todo el análisis se ha procurado utilizar únicamente información fotométrica de las propias observaciones fotométricas del proyecto *WINGS*, recurriendo a fuentes externas de fotometría o espectroscopía en los casos ineludibles o en los que aportaban información realmente relevante. El centrarse únicamente en la fotometría tiene la ventaja de que toda la información obtenida por métodos únicamente fotométricos es mucho más económica en recursos de observación. Esto implica que es más fácil de obtener para un mayor número de galaxias y, generalmente, en un rango de magnitudes aparentes mucho mayor, lo que permitiría sacar el mayor partido posible tanto a las observaciones de *WINGS* como a los datos de otros grandes *surveys* fotométricos.

## 1.4. Estructura de la Tesis

La Tesis se ha estructurado en 3 partes que se describen a continuación:

**Parte I** Esta primera parte tiene carácter introductorio, compuesta por este Capítulo y el siguiente, en el que se describen las observaciones y la construcción de los catálogos que serán posteriormente analizados.

**Parte II** Esta parte constituye el cuerpo principal de la Tesis. Está dedicada a analizar los aspectos más importantes de los cúmulos de galaxias y las galaxias que los constituyen, desde el punto de vista fotométrico.

Comienza con el **Capítulo 3** en el que se describe el procedimiento seguido para llevar a cabo la clasificación morfológica de las galaxias más brillantes de cada campo. Dos de los campos son comunes con Dressler (1980a), lo que permite una comparación con una fuente externa. A continuación se analizan las poblaciones de los diferentes cúmulos, poniendo especial interés en la relación entre galaxias lenticulares y elípticas cuya proporción suele utilizarse como indicativa de una transformación morfológica al comparar los resultados de cúmulos a muy diferentes *redshifts*.

El **Capítulo 4** está dedicado al estudio de la Función de Luminosidad. Se describen los diferentes factores que pueden influir a la hora de contar objetos con diferentes brillos aparentes y que, por lo tanto, pueden afectar a la determinación precisa de la Función de Luminosidad. De todos éstos el más importante es la contaminación por galaxias de fondo a la que se dedica una especial atención ya que estará presente a lo largo de toda la Tesis. Finalmente, se obtienen las Funciones de Luminosidad Globales de los diferentes cúmulos así como la dependencia de éstas con la distancia al centro del cúmulo y con el tipo morfológico. Esto último nos permite entrar en el análisis de la Universalidad de la Función de Luminosidad.

El acceso a información en dos bandas fotométricas (B y V) permite analizar la relación entre la luminosidad y el índice de color obtenida a partir de ambas. El análisis de la relación Color-Magnitud se desarrolla en el **Capítulo 5**. En éste se describe un método para obtener la posición de la Relación Color-Magnitud lo más general posible. Se plantea la cuestión de la Universalidad de la Relación Color-Magnitud entre cúmulos y se estudia la dependencia de ésta con la distancia al centro del cúmulo así como con el tipo morfológico.

Con el desarrollo de métodos automáticos para la obtención de la fotometría superficial de galaxias en cúmulos de galaxias y gracias al trabajo llevado a cabo por E.Pignatelli y

G.Fasano(Observatorio Astronómico de Padua, Italia) con el programa *GASPHOT*, diseñado para realizar tal tarea, se pudo obtener la información necesaria para analizar los parámetros efectivos de las galaxias (radio y brillo superficial) y el índice  $n$  característico de los perfiles de Sérsic. Conocer las relaciones entre estos parámetros y los tipos morfológicos es de gran importancia con la vista puesta en los sistemas de clasificación morfológica automáticos necesarios para poder analizar la gran cantidad de información que los avances en instrumentos de observación están poniendo a nuestra disposición en la actualidad. También se analiza la Relación de Kormendy y su posible origen, íntimamente relacionado con el Plano Fundamental. Todo esto se describe y analiza en el **Capítulo 6**

El **Capítulo 7** entra a analizar la distribución espacial de las galaxias en los cúmulos. Dada la calidad de las imágenes obtenidas en el proyecto *WINGS*, se puede estudiar con gran detalle la distribución bidimensional de las galaxias. Para ayudar a visualizar la manera en la que sitúan las galaxias según sus propiedades (Luminosidad, Índice de Color, Morfología) se describe un método que genera mapas de densidad local que sortea los problemas derivados del carácter discreto de las galaxias. A continuación se plantea la cuestión de la determinación del centro de los cúmulos, lo que permite analizar las distribuciones radiales de densidad numérica de galaxias y de densidad en luminosidad. Con la misma definición de densidad local utilizada para generar los mapas, se entra a estudiar la dependencia de las principales propiedades de las galaxias con dicha densidad local. Entre estas dependencias destaca la Relación Morfología-Densidad.

**Parte III** Esta última Parte consta de un único capítulo (**Capítulo 8**). En él se resume lo expuesto a lo largo de toda la Tesis y se exponen las principales conclusiones de este trabajo.

**Apéndice** A modo de apéndice se incluyen las imágenes en banda V de cada campo, utilizadas para realizar este trabajo de Tesis.

---

## Bibliografía

- Abell, G. O. 1958, *ApJS*, 3, 211
- Abell, G. O. 1961, *AJ*, 66, 607
- Abell, G. O. 1974, *IAU Symp. 63: Confrontation of Cosmological Theories with Observational Data*, 63, 79
- Bahcall, J. N. & Joss, P. C. 1976, *ApJ*, 203, 23
- Bahcall, N. A. 1977, *ARA&A*, 15, 505
- Butcher, H. & Oemler, A. 1978, *ApJ*, 226, 559
- Cowie, L. L. & Songaila, A. 1977, *Nature*, 266, 501
- Djorgovski, S. & Davis, M. 1987, *ApJ*, 313, 59
- Dressler, A. 1980, *ApJ*, 236, 351
- Dressler, A. 1984, *ARA&A*, 22, 185
- Dressler, A., Lynden-Bell, D., Burstein, D., Davies, R. L., Faber, S. M., Terlevich, R., & Wegner, G. 1987, *ApJ*, 313, 42
- Ebeling, H., Voges, W., Bohringer, H., Edge, A. C., Huchra, J. P., & Briel, U. G. 1996, *MNRAS*, 281, 799
- Ebeling, H., Edge, A. C., Bohringer, H., Allen, S. W., Crawford, C. S., Fabian, A. C., Voges, W., & Huchra, J. P. 1998, *MNRAS*, 301, 881
- Ebeling, H., Edge, A. C., Allen, S. W., Crawford, C. S., Fabian, A. C., & Huchra, J. P. 2000, *MNRAS*, 318, 333
- Faber, S. M. & Gallagher, J. S. 1976, *ApJ*, 204, 365
- Fasano, G., Bettoni, D., D'Onofrio, M., Kjærgaard, P. & Moles, M. 2002, *A&A*, 387, 26
- Fasano, G., Bettoni, D., Marmo, C., Pignatelli, E., Poggianti, B. M., Moles, M. & Kjærgaard, P. 2002, *ASP Conf. Ser. 268: Tracing Cosmic Evolution with Galaxy Clusters*,
- Geller, M. J., Huchra, J. P., & de Lapparent, V. 1987, *IAU Symp. 124: Observational Cosmology*, 124, 301
- Gunn, J. E. & Gott, J. R. I. 1972, *ApJ*, 176, 1
- Hubble, E. 1926, *ApJ*, 64, 321
- Hubble, E. 1934, *ApJ*, 79, 8
- Kjaergaard, P., Jorgensen, I. & Moles, M. 1993, *ApJ*, 418, 617
- Melnick, J. & Sargent, W. L. W. 1977, *ApJ*, 215, 401
- Morgan, W. W. & Rountree Lesh, J. 1965, *ApJ*, 142, 1364
- Ostriker, J. P. & Thuan, T. X. 1975, *ApJ*, 202, 353
- Ostriker, J. P. & Hausman, M. A. 1977, *ApJ*, 217, L125
- Pignatelli, E. & Fasano, G. 2001, *Astrophysics and Space Science Supplement*, 277, 561
- Sérsic, J. L. 1968, *Atlas de Galaxias Australes*.
- Smail, I., Dressler, A., Couch, W. J., Ellis, R. S., Oemler, A. J., Butcher, H. & Sharples, R. M. 1997, *ApJS*, 110, 213
-

- Spitzer, L. J. & Baade, W. 1951, ApJ, 113, 413  
Toomre, A. & Toomre, J. 1972, ApJ, 178, 623  
Tully, R. B. & Fisher, J. R. 1977, A&A, 54, 661  
Vaucouleurs, G. de 1953, AJ, 58, 30  
Visvanathan, N. & Griersmith, D. 1977, A&A, 59, 317  
Zwicky, F. 1938, PASP, 50, 218  
Zwicky, F. 1942, ApJ, 95, 555  
Zwicky, F. 1942, PASP, 54, 185  
Zwicky, F. & Rudnicki, K. 1963, ApJ, 137, 707
-

## Capítulo 2

# Observaciones

## 2.1. Observaciones

Las imágenes que se han utilizado para la preparación de este trabajo forman parte del proyecto *WINGS*. Se obtuvieron durante las dos primeras temporadas de observación del proyecto en Agosto del año 2000 y en Septiembre del año siguiente. Las condiciones de observación en el segundo caso fueron más favorables, con un *seeing* promedio durante la primera temporada de  $1''.24$  en banda V y de  $1''.05$  durante la temporada de Septiembre en la misma banda. En la Tabla 2.1 se presenta con más detalle la información sobre las observaciones.

Las imágenes fueron obtenidas con la Cámara de Gran Campo (“Wide Field Camera” o simplemente *WFC*) disponible en el telescopio 2.5m INT<sup>1</sup>. Esta cámara se compone de 4 CCDs de  $2048 \times 4096$  píxeles más un quinto CCD para el guiado, dispuestos según se muestra en la Figura 2.1. La *WFC* se coloca en el foco primario del telescopio lo que permite tener un campo de visión de  $\sim 34' \times 34'$ , con una escala de placa de  $0.33''/\text{pixel}$ . La superficie que se observa a la distancia de cada cúmulo varía entre  $\sim 1.5 \text{ Mpc} \times 1.5 \text{ Mpc}$  para el cúmulo más próximo hasta  $\sim 2 \text{ Mpc} \times 2 \text{ Mpc}$  para el más lejano, mientras que la escala de placa lineal es  $\sim 0.75 \text{ kpc}''$  y  $\sim 1 \text{ kpc}''$ , respectivamente. Por lo tanto, en los casos más favorables (en este caso se trata de Abell 2589 y Abell 2593<sup>2</sup>, que son los cúmulos más próximos y los observados en mejores condiciones de *seeing*) somos capaces de resolver objetos con *FWHM* inferiores al kpc.

De cada cúmulo se tomaron series de tres imágenes con los filtros B y V de Harris, con tiempos de exposición de 420 y 400 segundos, respectivamente, por lo que al final cada campo fue observado un total de 1260 s en el azul y 1200 s en el visible. Esto permitió alcanzar una relación señal-ruido por pixel de  $\sim 2$  en la banda V a la isofota  $\mu_V = 25 \text{ mag arcsec}^{-2}$  y de  $\sim 1.0$  en banda B a la isofota  $\mu_B = 26 \text{ mag arcsec}^{-2}$ , lo que corresponde a la misma región suponiendo un índice de color  $(B - V) = 1.1$ , que es el valor mediano encontrado para dicho índice entre las galaxias de la muestra.

Durante todo el trabajo se utilizarán como imágenes de referencia aquéllas tomadas con el filtro V por su mejor relación señal-ruido en la mayoría de las galaxias, mientras que las imágenes tomadas con el filtro B servirán fundamentalmente para obtener colores y para comparar con los trabajos de cúmulos a mayor *redshift* que utilizan imágenes del telescopio espacial Hubble (p.e. Smail et al., 1997).

Cúmulos	$\alpha_{J2000.0}$	$\delta_{J2000.0}$	z	Temporada	<i>Seeing</i>
Abell 147	$01^h08^m10.4^s$	$+02^\circ10'00''$	0.0434	17-Sep-2001	$1''.25$
Abell 168	$01^h15^m09.8^s$	$+00^\circ14'51''$	0.0450	28-Ago-2000	$1''.15$
Abell 193	$01^h25^m07.3^s$	$+08^\circ41'36''$	0.0488	17-Sep-2001	$1''.18$
Abell 2457	$22^h35^m45.2^s$	$+01^\circ28'33''$	0.0591	17-Sep-2001	$1''.00$
Abell 2589	$23^h24^m00.5^s$	$+16^\circ49'29''$	0.0415	17-Sep-2001	$0''.88$
Abell 2593	$23^h24^m31.0^s$	$+14^\circ38'29''$	0.0416	17-Sep-2001	$0''.96$
Abell 2626	$23^h36^m31.0^s$	$+21^\circ09'36''$	0.0551	28-Ago-2000	$1''.37$

Tabla 2.1: Log de las observaciones

<sup>1</sup>El telescopio Isaac Newton está situado en el Observatorio del Roque de los Muchachos, isla de La Palma, bajo el control del Grupo de Telescopios Isaac Newton (ING). El ING opera bajo los auspicios de el UK Particle Physics and Astronomy Research Council (PPARC), el Nederlanse Organisatie voor Wetenschappelijk Onderzoek (NWO), y del Instituto de Astrofísica de Canarias (IAC)

<sup>2</sup>Nota: A lo largo de la Tesis se utilizará la nomenclatura “Abell #” cuando se hable de propiedades de los cúmulos y “A#” cuando se haga referencia a los campos en los que se encuentran dichos cúmulos, donde “#” es la identificación numérica de cada cúmulo en el catálogo de Abell.

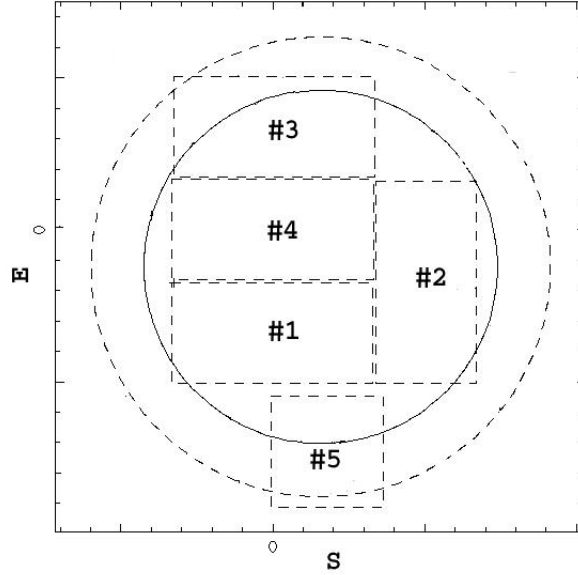


Figura 2.1: Disposición de los CCDs en la *WFC* del telescopio INT.

### 2.1.1. Reducción de las Imágenes

La reducción de las imágenes fue llevada a cabo principalmente por C.Marmo del Observatorio Astronómico de Padua (Italia), siguiendo el proceso comúnmente establecido con algunas variaciones debido a las características especiales de la *WFC*. Para realizar esta tarea recurrió a los paquetes de IRAF *mscred* (Valdes & Tody, 1998) y *wfpdred*, desarrollado por L.Rizzi y E.Held del mismo observatorio.

En primer lugar, la presencia de una estructura bidimensional a bajo nivel que se repetía en las imágenes de bias hizo necesario hacer una substracción del mismo en dos dimensiones en lugar del método más común de restar una constante a las imágenes. También fueron necesarias pequeñas correcciones en cada uno de los chips debido a las desviaciones de la linealidad.

Una tarea que se complica cuando se trabaja con cámaras de gran campo es la de dotar de una buena astrometría a las imágenes ya que suelen sufrir de una serie de deformaciones, generalmente debidas a que los chips no se sitúan perfectamente en el plano focal del telescopio. Este efecto es más acusado cuanto más lejos del eje óptico del sistema se encuentra un objeto. En el caso de la *WFC* del telescopio Isaac Newton, este problema se trata de reducir mediante una disposición especial de los chips. Sin embargo, no se consigue solucionar totalmente lo que obliga a seguir un tratamiento especial de las imágenes que reduzcan al máximo esta deformación. Esto se logra gracias al paquete de IRAF *wfpdred* desarrollado en el Observatorio de Padua (Italia) por L.Rizzi y E.Held. Habida cuenta de la necesidad de muestrear la mayor superficie posible de la *WFC* con estrellas de posición conocida, con las que obtener una transformación astrométrica precisa, se observaron varios campos astrométricos con tal propósito. La desviación estándar de la solución astrométrica conseguida para los campos de los cúmulos fue de  $\sim 0.1''$ .

Hasta este punto el trabajo se realiza con cada chip de manera independiente. El paso final consistió en disponer las imágenes de cada uno de los chips adecuadamente para obtener un mosaico de cada campo observado.

### 2.1.2. Calibración

Una vez reducidas las imágenes y hecha la astrometría de las mismas, el último paso necesario para poder tomar medidas útiles es la corrección de extinción atmosférica y la calibración en flujos a un sistema fotométrico estándar.

El cálculo de los coeficientes de extinción se hizo utilizando exposiciones de campos de estrellas estándar de Landolt (1992) a distintas masas de aire durante cada noche. Dada la gran duración de las exposiciones de los campos de los cúmulos se hizo difícil y en ocasiones imposible observar un mismo campo de estrellas estándar a más de dos masas de aire. Para solucionar este inconveniente se utilizó un método que permite utilizar la información de todas las noches de una misma temporada para calcular los coeficientes de extinción de cada noche de forma más consistente (Moles & García-Pelayo, 1985).

Este método se basa en la suposición de que el sistema de observación es estable durante toda una temporada de observación y que, por lo tanto, la magnitud instrumental fuera de la atmósfera de cada estrella no varía durante misma. Sin embargo, hay que tener en cuenta que las características de cada uno de los chips son ligeramente diferentes, por lo que las medidas de una misma estrella observada en más de un chip se tienen que tratar de manera independiente (esto significa que una misma estrella tendrá magnitudes instrumentales diferentes para los diferentes chips en los que tenga medidas).

Lo que sí cambia, obviamente, a lo largo de la temporada es la extinción atmosférica aunque en primera aproximación se considera que no lo hace a lo largo de una misma noche.

De esta forma, todas las medidas de una misma temporada están ligadas entre sí. Dentro de una misma noche las medidas de distintas estrellas están sujetas a la misma extinción y las medidas de una misma estrella tomadas en noches diferentes están ligadas por su magnitud instrumental.

El resultado final del proceso de calibración para una temporada da como resultado final para cada banda 1 coeficiente de extinción por noche y 4 pares de coeficientes de calibración, correspondientes al punto cero y el término de color de cada uno de los chips.

En primer lugar se obtuvieron los coeficientes de extinción atmosférica. Para ello hay que resolver un sistema de ecuaciones de Bouger generalizado como el siguiente:

$$m_{scn}^{\mu} = m_{o;sc} + k_n X^{\mu} \quad ; \quad \mu = 1, \dots, N \quad (2.1)$$

En este sistema cada ecuación corresponde a una medida ( $\mu$ ) en la que los subíndices indican la estrella medida ( $s$ ), el chip en el que estaba ( $c$ ) y la noche en la que fue observada ( $n$ ). El número de ecuaciones corresponde al número total de medidas ( $N$ ) a lo largo de una temporada donde  $m_{scn}^{\mu}$  representa las magnitudes instrumentales,  $m_{o;sc}$  las magnitudes fuera de la atmósfera (que, recordemos, dependen también del chip de ahí que se mantenga el subíndice  $c$ ),  $k_n$  son los coeficientes de extinción correspondientes a las diferentes noches y  $X^{\mu}$  representa las masas de aire.

El número final de coeficientes a ajustar dependerá del número de estrellas que hayan sido observadas ( $m_{o;sc}$ ) y del número de noches de observación ( $k_n$ ), recordando que a efectos prácticos las medidas de una misma estrella observada en más de un chip son independientes. La ecuación 2.1 puede transformarse en una forma que permite el uso de métodos de ajuste lineal multidimensional:

$$m_{scn} = \sum_{p,q} m_{o;pq} \delta_{ps} \delta_{qc} + \sum_r k_r X_r \delta_{rn} \quad ; \quad \text{donde } \delta_{ij} = \begin{cases} 0 & \text{si } i \neq j \\ 1 & \text{si } i = j \end{cases}$$



Noche	$k_V$	$k_B$
28-Ago-2000	0.115	0.198
17-Sep-2001	0.109	0.199

Tabla 2.2: Coeficientes de extinción.

Temporada	Chip	$C_o^V$	$C_c^V$	$C_o^B$	$C_c^B$
Ago-2000	1	24.609	-0.023	24.625	0.039
	2	24.610	-0.022	24.615	0.034
	3	24.573	-0.013	24.568	0.071
	4	24.601	-0.011	24.588	0.029
Sep-2001	1	24.756	-0.063	24.772	0.044
	2	24.696	0.020	24.785	0.031
	3	24.676	0.015	24.746	0.081
	4	24.705	-0.002	24.789	0.026

Tabla 2.3: Coeficientes de calibración en flujos al sistema estándar.

La triada  $\{p, q, r\}$  toma todos los valores posibles de  $\{s, c, n\}$ , respectivamente. La ventaja de utilizar esta representación es que puede usarse directamente como entrada en programas de cálculo automático y obtener el ajuste de todos los coeficientes simultáneamente, es decir, magnitudes instrumentales fuera de la atmósfera y coeficientes de extinción de cada noche.

Después de cada ajuste, se controlaron los residuos del mismo para cada medida y se eliminaron aquellas medidas que daban residuos más altos cuando éstos resultaban ser producto de problemas en las medidas.

Con este método se alcanzó una dispersión típica final de los residuos de  $\sigma \sim 0.01^m$ . Los valores de los coeficientes de extinción que se obtuvieron para las dos noches de observación se dan en la Tabla 2.2.

Una vez obtenidos los coeficientes de extinción para cada noche y las magnitudes instrumentales fuera de la atmósfera para cada estrella y para cada chip, el siguiente paso consistió en calcular la transformación de flujos al sistema estándar. Con las magnitudes instrumentales que resultaron del paso anterior y con las magnitudes y colores del catálogo de Landolt (1992) se hizo el siguiente ajuste para cada chip:

$$m_{sc}^{instr} - m_s^{std} = C_{o;c} + C_{c;c} (B - V)_s^{std} \quad (2.2)$$

donde  $m_{sc}^{instr}$  es la magnitud instrumental que se obtuvo en el ajuste anterior para la estrella  $s$  en el chip  $c$ , mientras que  $m_s^{std}$  y  $(B - V)_s^{std}$  son la magnitud y el índice de color en el sistema de Johnson de la misma estrella. Por último,  $C_{o;c}$  y  $C_{c;c}$  son el punto cero y el término de color de la transformación a dicho sistema estándar en el chip  $c$ , cuyos valores se quieren determinar con el ajuste de la Ecuación 2.2.

El resultado final son los coeficientes que se recogen en la Tabla 2.3 y que fueron utilizados para la calibración de todas las imágenes de esta Tesis.

## 2.2. Generación de los Catálogos Fotométricos

Una vez calibradas en flujos las imágenes y con una astrometría adecuada el último paso consistió en hacer las medidas de los objetos encontrados en ellas y generar los catálogos con los

datos finales. Dado el tamaño de las imágenes y el gran número de objetos que hay en cada una de ellas ( $\sim 2000$  objetos con  $m_V < 22$ ) se optó por utilizar un programa informático que realizase ese trabajo de forma automática. Entre las posibilidades se eligió SExtractor (Bertin & Arnouts, 1996) por ser el que mejor se ajustaba a nuestras necesidades.

Sin embargo, ciertas limitaciones de SExtractor para separar adecuadamente con objetos de muy diferentes tamaños hizo necesario preprocesar las imágenes antes de utilizarlo para generar los catálogos finales.

A continuación se detallan todos los pasos que se siguieron para generar los catálogos fotométricos finales que serán la base de todo el estudio y análisis posteriores.

### 2.2.1. Preprocesamiento de las Imágenes

SExtractor está desarrollado para poder tratar con bastante eficacia la separación de objetos superpuestos o *deblending*. Sin embargo, dicha eficacia depende de los valores de dos parámetros de configuración iniciales que básicamente hacen referencia al contraste mínimo para separar una detección en dos o más objetos (DEBLEND\_MINCONT) y al número de niveles de intensidad en los que se va a dividir cada detección para hacer el análisis de *deblending* (DEBLEND\_NTHRESH). Si el contraste que se utiliza es muy bajo la probabilidad de que una detección sea separada en varios objetos aumenta. Esto puede llevar a separar una galaxia en varias componentes por simples variaciones locales de su brillo superficial, lo que es muy habitual en galaxias espirales. Por el contrario, un contraste mínimo demasiado alto puede provocar que el programa considere como un único objeto, dos o más que estén ligeramente en contacto. Por lo tanto, hay que buscar un compromiso entre ambos extremos y dicho compromiso depende de las condiciones de la imagen y de los objetos que hay en ella. Si los objetos de un campo tienen magnitudes y tamaños que se extienden en un rango no excesivamente grande, SExtractor funciona satisfactoriamente una vez encontrados los parámetros iniciales adecuados.

El problema surge cuando los objetos que se quieren separar tienen magnitudes y tamaños muy diferentes. En esos casos SExtractor puede dar lugar a medidas evidentemente erróneas, tal y como se descubrió al analizar la forma en la que segmentaba <sup>3</sup> las galaxias más brillantes y los objetos que caían en sus halos extensos. La columna central de la Figura 2.2 muestra la segmentación o división en distintos objetos que hizo SExtractor de las galaxias más brillantes de cada campo y de las que se superponían a éstas. Tras analizar el problema con más detenimiento se comprobó que el problema era común en regiones ocupadas por halos extensos de objetos brillantes que bien podían ser galaxias o estrellas muy brillantes. Como SExtractor admite un único par de valores de configuración para el tratamiento del *deblending* para cada imagen no es posible solucionar este problema sin dar lugar a consecuencias negativas en el análisis del resto de objetos de la misma imagen.

No sólo eso, los objetos extensos también están directamente relacionados con otro problema relacionado con la determinación del fondo de la imagen. Antes de realizar ninguna medida, SExtractor calcula un mapa del fondo de cada imagen que substrahe a la imagen original. Dicho mapa lo obtiene determinando la moda de las intensidades de los píxeles en cuadrículas cuyo tamaño hay que fijar inicialmente. Si la cuadrícula es muy pequeña el valor de la moda se verá afectado por la presencia de objetos, mientras que si es demasiado grande el mapa final será insensible a las variaciones reales del fondo. Tal y como ocurre con el *deblending*, al fijar

---

<sup>3</sup>A partir de ahora se utilizará el término “segmentación” y derivados para hacer referencia a las regiones de la imagen que SExtractor, o cualquier otro programa de análisis de imágenes, hacen corresponder a diferentes objetos.

---

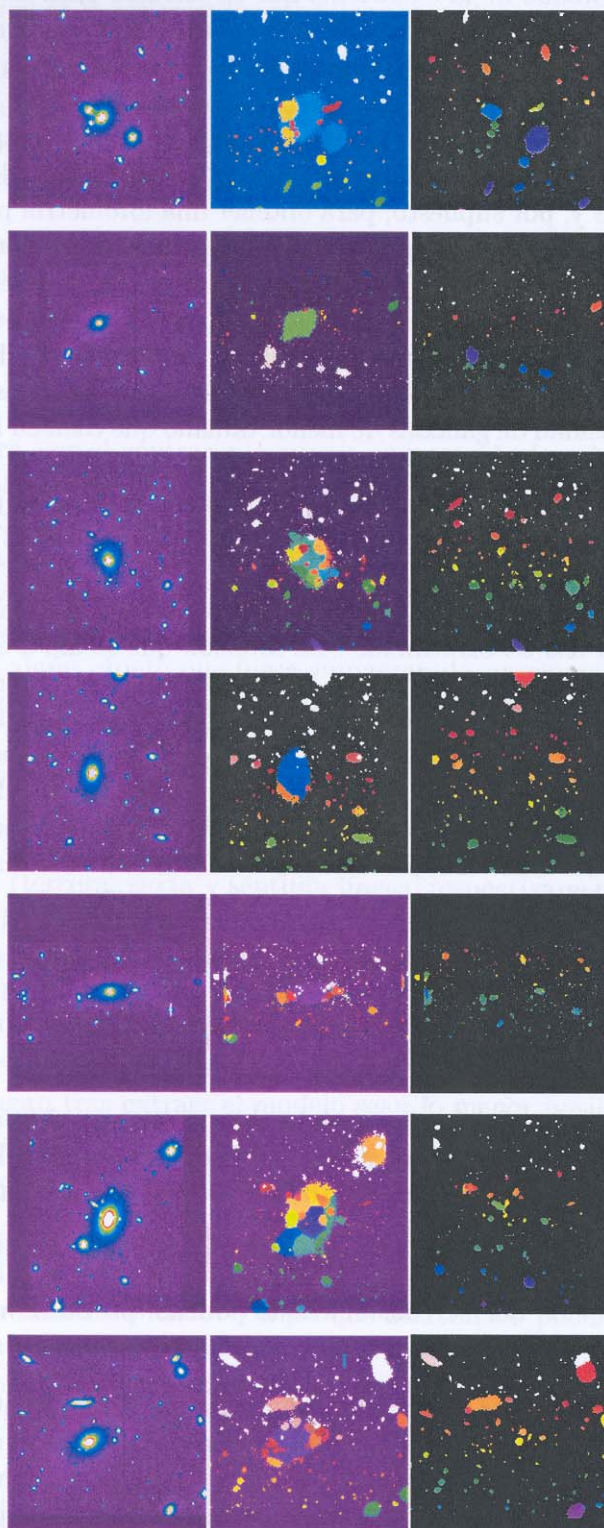


Figura 2.2: Segmentación de la galaxia más brillante de cada cúmulo y de las que la circundan. De arriba hacia abajo, los cúmulos son Abell A147, Abell 168, Abell 193, Abell 2457, Abell 2589, Abell 2593 y Abell 2626. De izquierda a derecha las imágenes corresponden a la imagen original, a la segmentación antes y después de extraer el modelo de la galaxia central.

un único valor para el tamaño de la cuadrícula que es correcto para mayoría de los objetos, las regiones en las que hay un objeto muy extenso no se tratan de la manera adecuada. El resultado final es que SExtractor incluye parte de la emisión de los objetos más extensos en el mapa de fondo, y como resultado se subestiman ligeramente las intensidades de dichos objetos.

Las consecuencias de estos problemas son de diversa índole. Entre éstas, destacan la reducción de la capacidad de SExtractor para detectar objetos débiles, para definir correctamente los límites de las detecciones y, por supuesto, para obtener una fotometría precisa. Así, por ejemplo, tanto a los objetos más brillantes como a aquellos que caen en sus proximidades, SExtractor tiende a substraerles un fondo excesivo (consecuencia de asignar parte de la luz del objeto extenso al fondo) lo que implica que se subestimen sus magnitudes. También puede tener implicaciones en la función de luminosidad de los cúmulos, además, en una región tan delicada como en la parte brillante del cúmulo ya que disminuye la luminosidad de las galaxias más brillantes, aumentando artificialmente la luminosidad de galaxias de menor tamaño que caen en los halos de las primeras. A todo esto hay que añadir problemas con las medidas de los índices de color ya que, al no tener límites bien definidos, la segmentación que obtiene SExtractor de los objetos en estas situaciones complejas son diferentes en ambas bandas afectando directamente a los colores que el programa les asigna.

Estos problemas motivaron que se siguiera un tratamiento alternativo con los objetos extensos, que precediese al uso de SExtractor. La solución que se dio a este problema se basa en la extracción de modelos fotométricos de los halos más extensos obtenidos mediante un ajuste con isofotas elípticas. Esto pudo hacerse gracias a que en la mayoría de los casos, tanto de galaxias como de estrellas, las isofotas de sus halos son bastante simétricas. Como resultado final se obtuvieron pares de imágenes de cada campo en cada una de las cuales los objetos eran lo suficientemente parecidos en tamaño como para que SExtractor, con los parámetros de configuración ajustados en cada caso, fuera capaz de hacer el *deblending* de manera adecuada.

Los pasos seguidos en este proceso preliminar fueron los siguientes:

1. Cada imagen se volvió a subdividir en los 4 chips que componen cada mosaico.
2. Los píxeles más brillantes que cierto valor se substituyeron por la moda de la imagen. Esto minimiza el efecto de dichos píxeles sobre el cálculo del fondo.
3. Se calcularon los mapas del fondo de cada chip utilizando el mismo SExtractor y se reconstruyó el mosaico de los cuatro mapas de fondo. No se calculó el fondo directamente del mosaico original para evitar los efectos de los píxeles que caían fuera de los chips.
4. Se subtrajo el mapa de fondo de la imagen global al mosaico original.
5. Se eligieron los objetos que se consideró que podrían producir más problemas por tener halos extensos.
6. A cada uno de estos objetos se le realizó un ajuste mediante isofotas elípticas. Para evitar desviaciones en el ajuste fue necesario enmascarar el mayor número posible de objetos que cayesen en el halo que se trataba de ajustar. La máscara se hizo de forma interactiva sobre la imagen. En este primer paso no era necesario que fuese perfecta ya que en pasos posteriores sería mejorada de forma automática.
7. Con los ajustes se generaron modelos de los halos extensos. Hay que recordar que lo que interesaba era eliminar dicho halos y, por lo tanto, no se trató que el ajuste llegase hasta la zonas más centrales de los objetos.

8. A la imagen original se le restaron los modelos obtenidos.
9. El proceso se repitió desde el primer paso, utilizando la imagen con los modelos extraídos para volver a calcular un nuevo mapa del fondo que substraer a la imagen original. En los procesos intermedios se genera un mapa con la segmentación de SExtractor que permite obtener máscaras más refinadas que poder utilizar a la hora de rehacer los ajustes.
10. Generalmente, tras una iteración el resultado final era satisfactorio. La calidad de la extracción se comprobó comparando los residuos con el fondo de las regiones vecinas al objeto.
11. El resultado final del proceso consistía en dos imágenes. Una con los modelos extraídos y compuesta por objetos con magnitudes y tamaños en un rango más adecuado para SExtractor. La otra por el contrario, contenía únicamente los objetos cuyos halos fueron extraídos. Estos objetos también tienen tamaños similares y en la mayoría de los casos el número de galaxias es una o dos sin ninguna superposición, así que se puede utilizar igualmente SExtractor para hacer la fotometría ajustando adecuadamente los parámetros iniciales. Aquí hay que indicar que esta última imagen contiene los píxeles originales de cada objeto y no los modelos que fueron extraídos. Éstos últimos sólo aparecen en las zonas en las que hubiese algún objeto que fuese enmascarado previamente a realizar el ajuste y cuyos píxeles sí son substituidos por los correspondientes al modelo.

La mejoría que se consigue con este método queda patente en las imágenes de la columna derecha de la Figura 2.2 en la que aparece la segmentación de los objetos que caen en el halo de la galaxia más brillante de cada cúmulo. Son especialmente llamativos los casos de Abell 193, Abell 2593 y Abell 2626 (tercera, sexta y séptima líneas, respectivamente).

La clave del éxito del método es la regularidad de las isofotas de las galaxias cuyos halos se quieren extraer y lo mismo ocurre con los halos de las estrellas (las espículas de las mismas son un problema más difícil de tratar).

Hay que hacer notar que aquí no se está tratando de hacer ningún análisis físico de la forma de las galaxias y que, por lo tanto, lo importante a la hora de decidir el tipo de ajuste es que los residuos que se obtengan tras extraer el modelo sean lo menor posible.

### 2.2.2. Generación de los Catálogos Fotométricos

Tras el proceso preliminar comentado más arriba, en lugar de una imagen por campo y banda se tienen dos en las que los tamaños y magnitudes en cada una de ellas cubren rangos que permiten utilizar parámetros iniciales con los que SExtractor puede trabajar de forma más segura. Salvo esta diferencia el proceso de detección, medida y selección de los objetos que van a formar parte del catálogo final es el mismo en ambas imágenes.

A continuación se detalla el proceso seguido para generar el catálogo de objetos de cada cúmulo que se divide en tres pasos: detección de los objetos de cada imagen y medición de sus parámetros fotométricos, clasificación entre objetos estelares y resueltos, y depuración de los catálogos para reducir al máximo las malas identificaciones o clasificaciones.

#### 2.2.2.1. Detección de objetos

El paso fundamental de todo el proceso es la búsqueda inicial de objetos en cada uno de los campos. Ésta se realizó en las imágenes tomadas en la banda V, ya que la relación señal-ruido

para los objetos es mejor. El límite de detección sobre el fondo se estableció en 1.5 veces la varianza del mismo (que toma valores en torno a  $0.02 \text{ ADU s}^{-1} \text{ pixel}^{-1}$ , lo que se traduce en un brillo superficial de  $\sim 26^m \text{ arcsec}^{-2}$  en banda V).

Tras realizar una serie de simulaciones con galaxias sintéticas, se estableció un conjunto de relaciones entre el *seeing* y los valores límite en área, magnitud y brillo superficial fuera de los cuales las medidas de SExtractor, especialmente su índice de estelaridad, son poco fiables. Este índice de estelaridad (*IE*) da la probabilidad de que un objeto no esté resuelto y que SExtractor calcula usando una red neuronal y las medidas de varios parámetros. De éstos, el más relevante es la anchura del perfil de brillo de las estrellas a mitad del máximo (desde ahora simplemente,  $FWHM_*$ ). Como se explicará más adelante, debido a variaciones de la  $FWHM_*$  en las imágenes es necesario un chequeo posterior de esta clasificación.

Para obtener los índices de color ( $B - V$ ) de cada objeto se repitió la misma operación con la imagen en banda B, con la diferencia de que se utilizó el catálogo obtenido en V como catálogo asociado. Esto quiere decir que a cada objeto que SExtractor encontraba en banda B, el programa le buscaba aquél que en el catálogo en V estuviese más cerca (con un máximo de separación de 10 píxeles) tomando ambos valores como medidas en cada filtro de un mismo objeto. Este método de relacionar los objetos encontrados en ambas imágenes tiene el inconveniente de que puede hacer corresponder más de un objeto en B a un mismo objeto en V, ya que SExtractor no mantiene ningún registro de los objetos en banda V que ya han sido asignados. Dado que la identificación de un objeto se hace a través de la información en la banda V, se dieron casos de un mismo objeto repetido pero con diferentes medidas en banda B. En estos casos, se procedió a eliminar la identificación con magnitud en B más débil. Por las circunstancias en las pueden darse estas duplicaciones (el centro de dos objetos a menos de 10 píxeles) sólo afectan a objetos de muy pequeño tamaño y muy débiles, que en la mayoría de los casos serán objetos proyectados en los que la probabilidad de que su distancia angular sea tan pequeña es mayor.

Por último, y recordando que estos pasos hay que realizarlos en dos imágenes, los catálogos obtenidos para cada una de ellos se fundieron en uno único. Por lo tanto, a partir de ahora, todos los pasos son independientes de la forma en la que se extrajeron los catálogos.

### 2.2.2.2. Selección y Clasificación

La primera selección que se hizo consistió en separar los objetos no resueltos de los objetos extensos. Para ello se recurrió al índice de estelaridad calculado por SExtractor. Este parámetro toma un valor entre 0 y 1, siendo más probable que una fuente sea una estrella cuanto más próximo esté a la unidad. Los límites que se establecieron fueron los siguientes:

- $IE \leq 0.2$ : Galaxias
- $0.2 < IE < 0.8$ : Objetos dudosos
- $IE \geq 0.8$ : Estrellas

Ahora bien, este índice de estelaridad es muy dependiente del valor del *seeing* que recibe SExtractor como entrada y que es un valor único para cada imagen. Sin embargo, las imágenes de gran campo suelen presentar variaciones de la  $FWHM_*$  que limitan la capacidad de SExtractor para hacer una buena separación entre estrellas y galaxias en todo el campo cubierto por una imagen. La Figura 2.3 ilustra esto de manera más gráfica. En ella se muestran los valores de la  $FWHM$  de los objetos estelares en cada uno de los campos en función de su posición a lo largo del eje X. Quedan patentes estos problemas en las imágenes de A168 y A2626, ambos campos

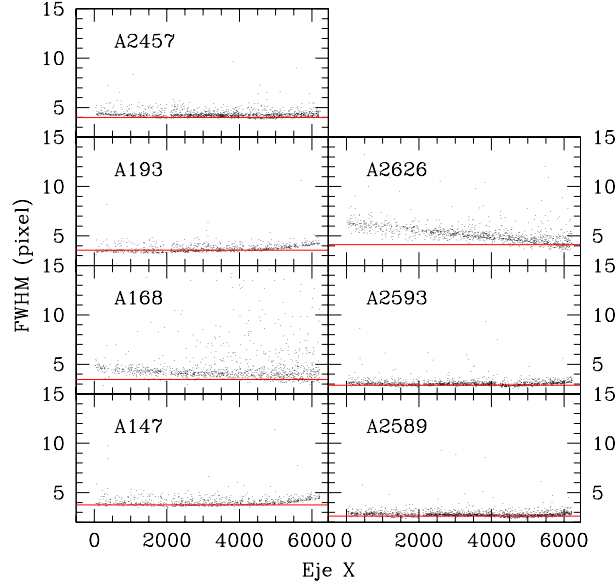


Figura 2.3: Variación de la  $FWHM$  estelar a lo largo del eje X. La línea roja indica el valor de misma utilizado como entrada en SExtractor.

observados en Agosto-2000, aunque también aparecen en menor medida en A147, A193 y A2589. La línea roja marca el valor de la  $FWHM_*$  utilizado con SExtractor. En todos los casos se sitúa hacia los valores más bajos de la  $FWHM_*$ . Los motivos de hacerlo así fueron dos básicamente. Por un lado, se favoreció que las malas identificaciones se diesen en el sentido de que algunas estrellas fueran mal clasificadas como galaxias y así evitar perder galaxias mal clasificadas como estrellas en las regiones con mejor *seeing*. Por otro lado, la tarea de buscar malas identificaciones se centraría en un sólo catálogo (el de galaxias) y no en dos como ocurriría en el caso de utilizar un valor intermedio de la  $FWHM_*$ . A las variaciones espaciales de la  $FWHM$  de los objetos hay que añadir el hecho de que SExtractor utilice un perfil gaussiano para determinar la anchura de los objetos. En los casos de A168 y A2626 diferentes problemas técnicos hicieron que los objetos apareciesen más o menos deformados alejándose considerablemente del modelo gaussiano, de ahí que aparezcan estrellas con valores tan elevados de la  $FWHM$  (a lo que hay que añadir aquellas estrellas que en mejores condiciones de *seeing* saturarían y que en estos dos casos no lo hacen por tener su luz repartida en un área mayor).

Antes de continuar se eliminaron las galaxias con velocidad de recesión conocida, si el valor de ésta se diferenciaba en más de  $1500 \text{ km s}^{-1}$  del valor de referencia del cúmulo. En la Tabla 2.4 se recoge el número de galaxias con *redshift* conocido que pertenecen al cúmulo y el de las que están proyectadas, según el criterio anterior. El caso de A2626 llama la atención porque más de la mitad de las galaxias con  $z$  conocido están proyectadas. Esto es así porque existe otro cúmulo muy próximo, Abell 2625, cuyo centro está a  $38'$  del de Abell 2626 y su velocidad de recesión es  $\sim 0.06$  frente a  $\sim 0.055$  de Abell 2626, por lo que la contaminación es clara.

Sin embargo, este conjunto de galaxias no hay que descartarlo definitivamente durante el análisis de los catálogos finales. Esto es así, especialmente en el momento de aplicar correcciones estadísticas relacionadas con la contaminación por galaxias proyectadas. Salvo en los casos en los que las galaxias eliminadas pertenezcan a sistemas discretos, como el caso de Abell 2625, las galaxias eliminadas pertenecen a la población de fondo y, por lo tanto, ya están incluidas

Campo	$N_z$	$N_C$	$N_P$
A147	8	7	1
A168	104	78	26
A193	67	56	11
A2457	27	27	2
A2589	31	25	6
A2593	39	36	3
A2626	70	42	28

Tabla 2.4: Galaxias con velocidades de recesión conocida ( $N_z$ ), pertenecientes al cúmulo ( $N_C$ ) o proyectadas ( $N_P$ ). Se consideran galaxias proyectadas aquellas con  $|z - z_{\text{cúmulo}}| > 0.005$ .

en las correcciones estadísticas. Hacer dichas correcciones sobre catálogos a los que ya se ha substraído un número considerable de galaxias por tener medidas de *redshift* disponibles, da lugar a subestimar el número de galaxias del cúmulo. Se retornará a este punto en el capítulo dedicado al estudio de la Función de Luminosidad.

### 2.2.2.3. Depuración

Como ya se indicó en el apartado dedicado a la detección de los objetos, la variación espacial de la  $FWHM_*$  en las imágenes de gran campo obligó a realizar un control y una depuración adicionales de los catálogos generados por SExtractor. Esta depuración consistió en un chequeo visual de aquellos objetos que, por diversos motivos, se sospechaba que pudiesen estar mal clasificados. La forma más eficaz de buscar posibles malas identificaciones consiste en presentar la magnitud de cada objeto frente al brillo máximo (Fig. 2.4, panel superior). Este método ya aparece en trabajos anteriores como Bernstein et al. (1995), Secker & Harris (1997) o Kashikawa et al. (1998). En una gráfica de ese estilo las estrellas tienden a situarse en una línea estrecha mientras que las galaxias siguen una banda más ancha que, sin embargo, converge hacia la línea de las estrellas para objetos débiles. Otro tipo de diagrama que puede utilizarse para distinguir entre estrellas y galaxias es en el que se presenta el área isofotal ( $A_{iso}$ ) de los objetos en función de la magnitud aparente (Fig. 2.4, panel inferior), donde de nuevo, las estrellas forman una secuencia mucho más estrecha que converge hacia la secuencia de las galaxias según va aumentando la magnitud aparente. La influencia del *seeing* es clara al comparar los diagramas de las noches de la temporada de Agosto-2000 (A168 y A2626), donde las condiciones de observación fueron menos favorables, con el resto de campos observados en Septiembre-2001. La banda correspondiente a las estrellas se hace mucho más ancha dificultando la clasificación automática. Durante el proceso de depuración de los catálogos de cada campo se construyeron estos diagramas tanto para los catálogos de galaxias como para los de estrellas y aquellos objetos que caían fuera de la localización que les debería corresponder por la clasificación dada por SExtractor eran revisados visualmente y reclasificados en los casos donde el programa había errado nítidamente.

Una vez obtenidos los catálogos depurados es interesante ver como se distribuyen los objetos de cada clase (estrellas, galaxias y objetos dudosos) en función de la  $FWHM$  y la magnitud aparente. La Figura 2.5 muestra la fracción de objetos de cada grupo en función del tamaño, utilizando la  $FWHM$  medida por SExtractor como indicativo de éste. Es clara la importancia que da SExtractor a la  $FWHM$  cuando calcula el  $IE$  de los objetos. Los campos con mejor *seeing* (A2589 y A2593) presentan los intervalos de  $FWHM$  dominados por objetos dudosos más estrechos y con ello una transición rápida entre los objetos clasificados como estrellas y los



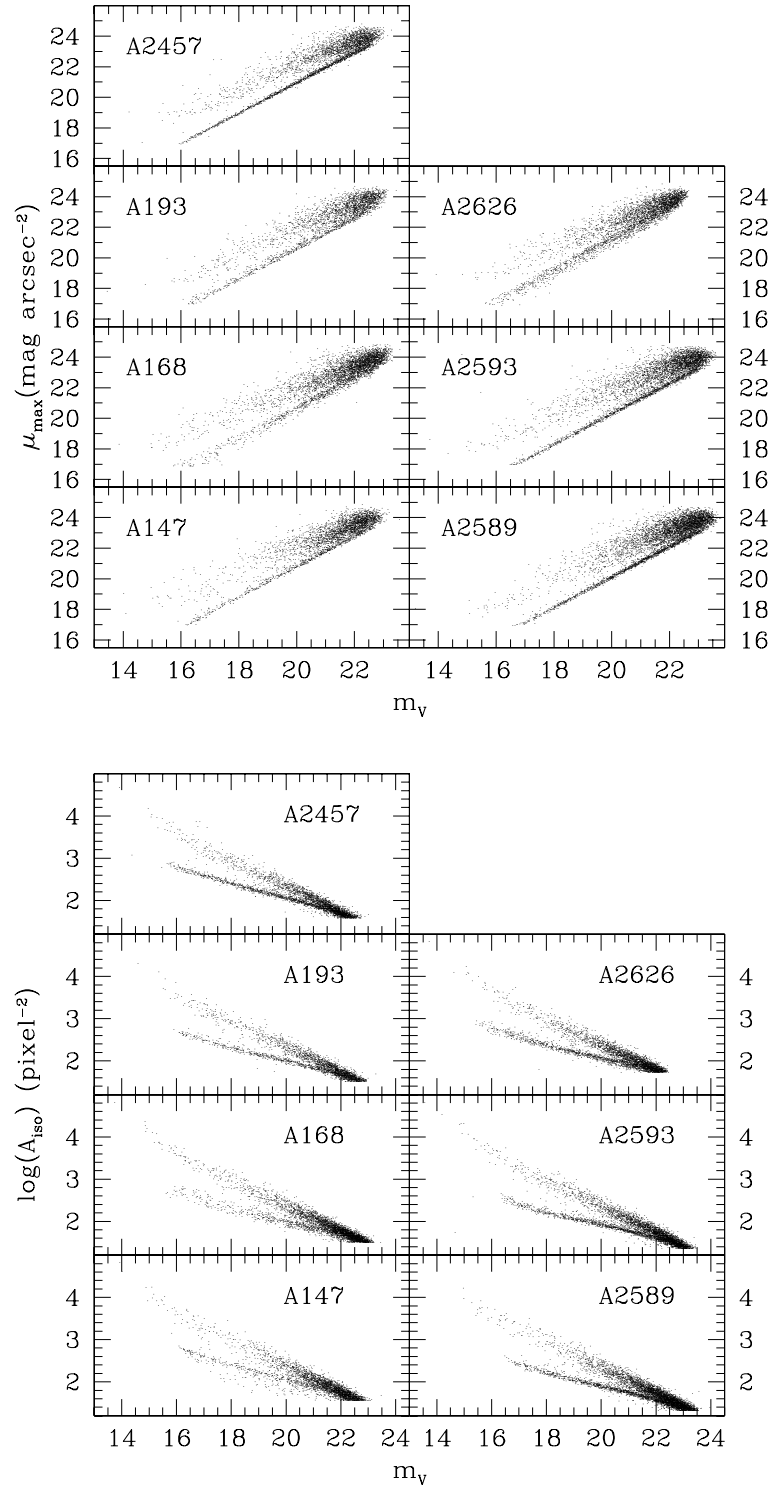


Figura 2.4: Diagramas utilizados como apoyo durante la depuración de los catálogos. La única diferencia es que en un caso se utiliza el máximo de emisión  $\mu_{\max}$  (panel superior) y en el otro el área isofotal  $A_{\text{iso}}$  (panel inferior).

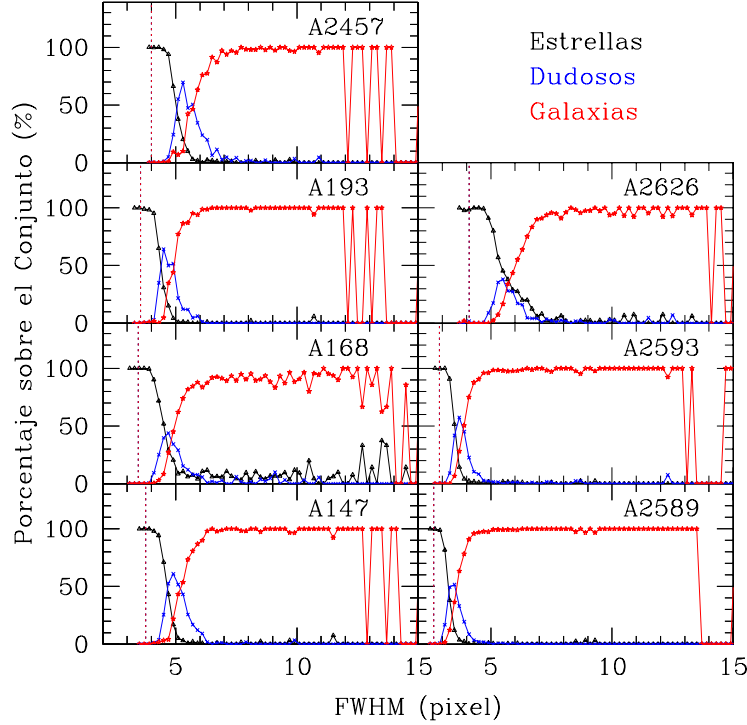


Figura 2.5: Fracción de objetos en función de la  $FWHM$  en banda V. La línea vertical punteada indica la  $FWHM$  media de las estrellas.

objetos clasificados como galaxias. Por el contrario, los dos campos de Agosto-2000 presentan una gran cantidad de objetos estelares con  $FWHM$  elevados. Un detalle que será importante más adelante y que tiene que ver con la naturaleza de los objetos dudosos es que la distribución de la  $FWHM$  de estos tiene una cola hacia valores altos de ésta donde la probabilidad de que los objetos sean galaxias es mayor que la probabilidad de que sean estrellas.

Por su parte, la Figura 2.6 (panel superior) muestra la proporción de objetos en intervalos de magnitud aparente. Se aprecian algunas regularidades entre los diferentes campos. Por un lado, el porcentaje de estrellas domina en el rango  $16 \lesssim m_V \lesssim 20$ . En segundo lugar, los objetos dudosos empiezan a aparecer en torno a  $m_V = 21$  y sólo en el caso de A2626 lo hacen a  $m_V \sim 20$ . Se aprecia como en la mayoría de los casos el aumento en la proporción de objetos dudosos coincide con caídas similares en la proporción de galaxias. Para comprobar esta posibilidad se fusionaron en uno sólo los catálogos de galaxias y de objetos dudosos y se rehizo la gráfica. El resultado se muestra en el panel inferior de la misma Figura 2.6 y parece confirmar la idea de que la mayor parte de los objetos dudosos corresponde a galaxias al límite de la resolución. Si a esto se le añade el hecho conocido de que la densidad proyectada de galaxias aumenta a un ritmo más rápido que el de estrellas al disminuir el brillo aparente de las mismas parece razonable pensar que la proporción de galaxias dentro del grupo de objetos dudosos es mayor que el de estrellas. Por último, si se piensa también en reducir los problemas de completitud a baja luminosidad, no tener en cuenta a los objetos dudosos podría suponer en algunos casos desplazar el límite de completitud en más de una magnitud.

Por los argumentos *a posteriori* expuestos más arriba, los catálogos de galaxias y de objetos dudosos se fusionaron en un único catálogo de objetos extensos. Dado que éste será el catálogo

Campo	Total	Estrellas	Dudosos	Galaxias	<i>Dcat</i>	<i>Mcat</i>
A147	3168	906 (28.6 %)	364 (11.5 %)	1898 (59.9 %)	2262 (71.4 %)	354 (11.2 %)
A168	3975	1131 (28.5 %)	469 (11.8 %)	2375 (59.7 %)	2844 (71.5 %)	335 ( 8.4 %)
A193	2626	904 (34.4 %)	226 ( 8.6 %)	1496 (57.0 %)	1722 (65.6 %)	315 (12.0 %)
A2457	3541	1549 (43.7 %)	357 (10.1 %)	1635 (46.2 %)	1992 (56.3 %)	414 (11.7 %)
A2589	5526	1745 (31.6 %)	428 ( 7.7 %)	3353 (60.7 %)	3781 (68.4 %)	347 ( 6.3 %)
A2593	4586	1490 (32.5 %)	339 ( 7.4 %)	2757 (60.1 %)	3096 (67.5 %)	380 ( 8.3 %)
A2626	3587	1193 (33.3 %)	385 (10.7 %)	2009 (56.0 %)	2394 (66.7 %)	539 (15.0 %)

Tabla 2.5: Objetos detectados en cada campo y el desglose por tipos. Los porcentajes son referidos al número total de objetos.

con límite en magnitud aparente más débil se le denominó “catálogo profundo” (“*deep catalogue*” o simplemente *Dcat*). A pesar de esto, en los catálogos se conserva la clasificación inicial de cada uno de los objetos haciendo posible controlar el efecto de incluir o no estos objetos dudosos.

#### 2.2.2.4. Fotometría Superficial

Una parte esencial del proyecto *WINGS* es la obtención de la fotometría superficial de las galaxias de mayor tamaño de cada uno de los campos. Por ese motivo, del *Dcat* se extrajo un subconjunto formado por galaxias con un tamaño superior a 200 píxeles y a ese conjunto le denominó “catálogo morfológico” o *Mcat*. De estas galaxias se obtuvo la fotometría superficial y se les asignó un tipo morfológico.

La fotometría superficial se obtuvo gracias al trabajo de E.Pignatelli y G.Fasano del Observatorio Astronómico de Padua (Italia) quienes han desarrollado el programa informático *GASPHOT* (Pignatelli & Fasano, 1999) y lo aplicaron a las imágenes de los cúmulos que centran esta Tesis. Este programa es capaz de obtener la fotometría superficial y de hacer un ajuste del perfil de brillo a una ley de Sérsic (1968) de un conjunto de galaxias de una misma imagen de forma totalmente automática. Entre los parámetros finales que extrae para cada una de las galaxias están el radio efectivo, la magnitud total que se deriva del ajuste y el índice  $n$  de la ley de  $r^{1/n}$ . Sin embargo, para que el programa pueda obtener parámetros fiables el autor del mismo comprobó que el área de las galaxias debía ser superior a 200 píxeles, lo que explica el corte impuesto para la generación del *Mcat*. En el Capítulo 6 se describe con más detalle el funcionamiento del programa *GASPHOT* y todo lo relacionado con la fotometría superficial.

Por su parte, y teniendo en cuenta la importancia de conocer las poblaciones galácticas en función de los tipos morfológicos y ante las incertidumbres que todavía existen en torno a las clasificaciones automáticas, se clasificaron visualmente todas las galaxias del catálogo morfológico de cada uno de los cúmulos. Los detalles referentes a esta clasificación visual se dan en el Capítulo 3, dedicado al análisis de las poblaciones galácticas.

#### 2.2.3. Catálogos Fotométricos

Al final de todo el proceso descrito anteriormente para cada campo se obtuvieron dos catálogos:

***Dcat*** Catálogo profundo con todos los objetos resueltos encontrados en cada imagen (eliminando aquellas galaxias con *redshift* medido y claramente proyectadas).

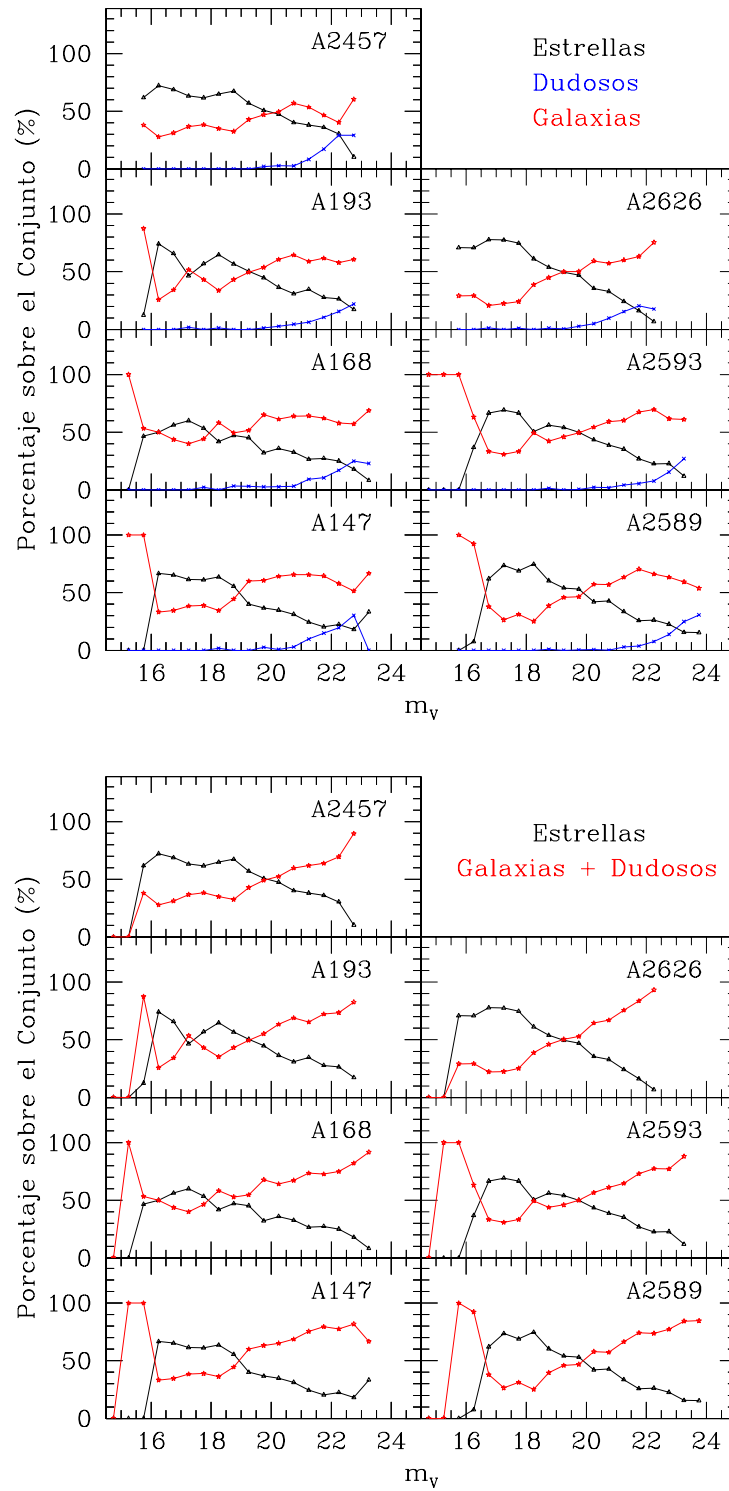


Figura 2.6: Fracción de objetos de distintos grados de estelaridad en función de  $m_V$ . En el panel inferior el conjunto de objetos dudosos se ha fundido con el de las galaxias.

***Mcat*** Catálogo morfológico con las galaxias del *Dcat* con áreas isofotales superiores a 200 píxeles.

La Tabla 2.5 resume la información referente a la cantidad de objetos encontrados en cada campo y cómo están repartidos en función de su clasificación como estrellas, objetos dudosos o galaxias. De éstas últimas además se da la cantidad de objetos que forman los catálogos morfológicos.

Cabe destacar la reducida dispersión que se encuentra en cuanto a la proporción de objetos de cada tipo, si se exceptúa el caso de A2457, a pesar de que los números absolutos de un campo a otro son muy variables. Así las proporciones medias de estrellas, objetos dudosos y galaxias que se obtienen (sin tener en cuenta A2457) son respectivamente  $(31.5 \pm 2.5) \%$ ,  $(9.6 \pm 2.0) \%$  y  $(58.9 \pm 1.9) \%$ . La particularidad de A2457 es fácilmente comprensible una vez que se tiene en cuenta la posición en el cielo de cada uno de los cúmulos. Mientras que el resto de campos tienen longitudes galácticas mayores que  $90^\circ$ , en el caso de A2457 es al contrario. Por lo tanto, para observar este cúmulo antes hay que atravesar regiones más internas y más densamente pobladas de estrellas de la Vía Láctea que para observar el resto de cúmulos. A esto hay que añadir el que el campo de A2457 presente una nebulosa de origen estelar posiblemente relacionada con un región de formación estelar.

Si se representa el número de objetos en función del *seeing* y del *redshift* el resultado es el panel superior de la Figura 2.7. A primera vista parece existir una relación evidente entre el *seeing* y el número de objetos que detecta SExtractor. Sin embargo, se vio que este es un efecto espurio producido porque el corte en área isofotal introducido en uno de los primeros pasos de la generación de los catálogos. El panel inferior de la misma figura es el diagrama análogo pero utilizando un mismo corte en área isofotal de 60 píxeles en los 7 campos. La tendencia con el *seeing* ha desaparecido y en su lugar se observa bastante uniformidad en el número de objetos detectados salvo en casos cuya dispersión pueden explicarse por otras causas.

Tampoco hay una relación clara entre el número de objetos y el *redshift*. Podría esperarse un aumento en el número de galaxias porque se muestrea un campo mayor y tampoco sería extraño un aumento del número de objetos no resueltos que podría apuntar a una población de galaxias enanas. Sin embargo, nada de esto es claro en la muestra que se está estudiando aquí. Además, los dos cúmulos más alejados en los que estos efectos podrían ser más evidentes están afectados por otros factores como los ya comentados de la nebulosa en A2457 y de la contaminación por un cúmulo próximo en A2626.

#### 2.2.4. Errores Fotométricos

Los errores fotométricos tienen dos fuentes principalmente, el error de la calibración y el error de medida de SExtractor.

La desviación estándar de la corrección por extinción y de la calibración de los campos de estrellas estándar se vio en su momento que era  $\sim 0.01^m$ .

Por su parte, para obtener una medida global del error que introduce SExtractor en la medida, teniendo en cuenta que éste aumenta con la magnitud de los objetos, se construyeron los diagramas  $m_V - \sigma(m_V)$  para cada uno de los campos, donde  $\sigma(m_V)$  son las estimaciones de los errores que aporta el mismo programa y que dependen del ruido de fondo y de la ganancia de los detectores (“Guía del Usuario de SExtractor”, v1.0a; Bertin, 1996). Excepto en las galaxias más brillantes, los errores de las medidas dominan sobre los errores de la calibración. A aquéllos habría que añadir los errores producidos por la contaminación de objetos próximos o los derivados de la forma en la que SExtractor calcula las magnitudes totales. Relacionado con este

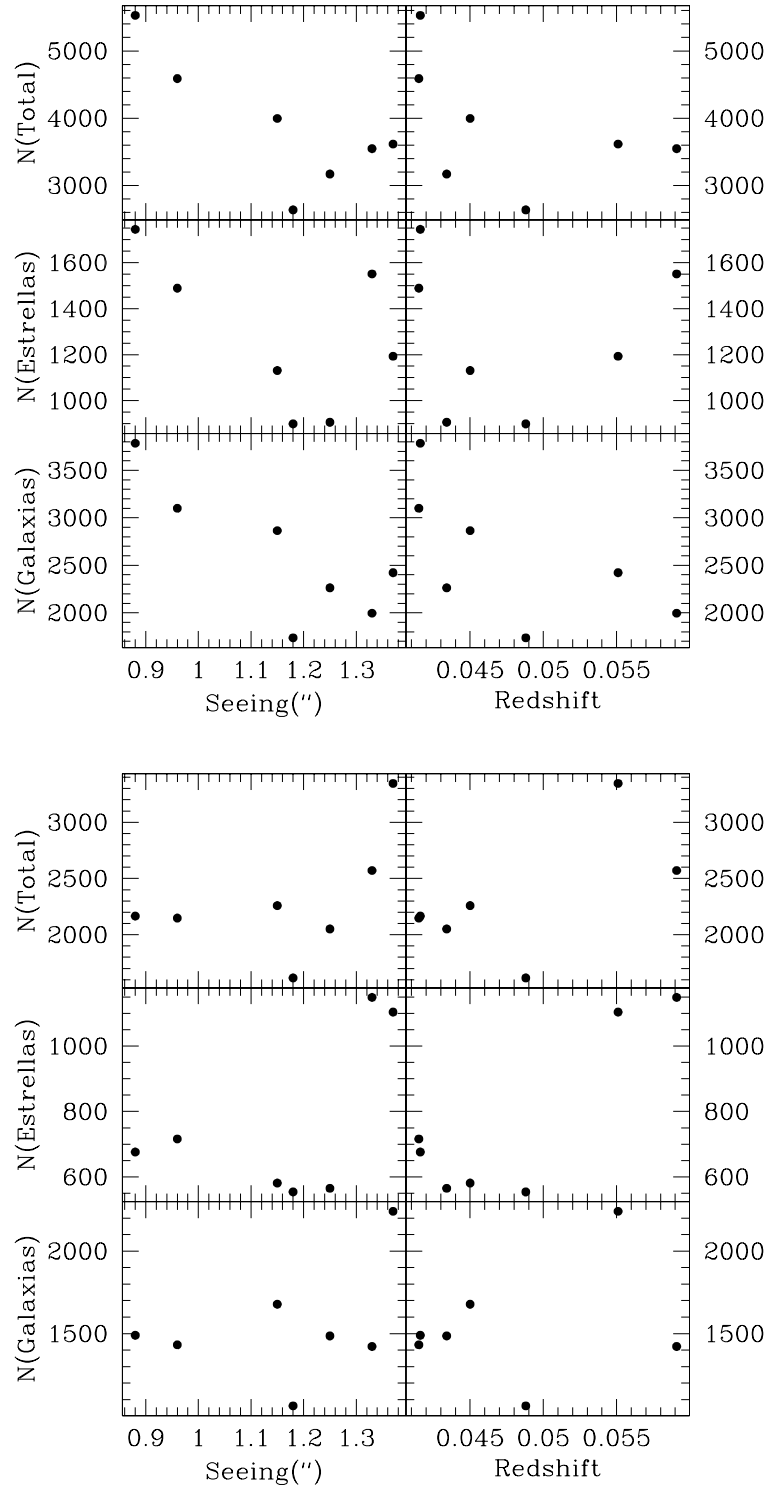


Figura 2.7: Número total de objetos, número de estrellas y número de galaxias en función del *seeing* en banda V y del *redshift* del cúmulo central. En el panel inferior se han limitado los catálogos a las galaxias con tamaños superiores a 60 píxeles.

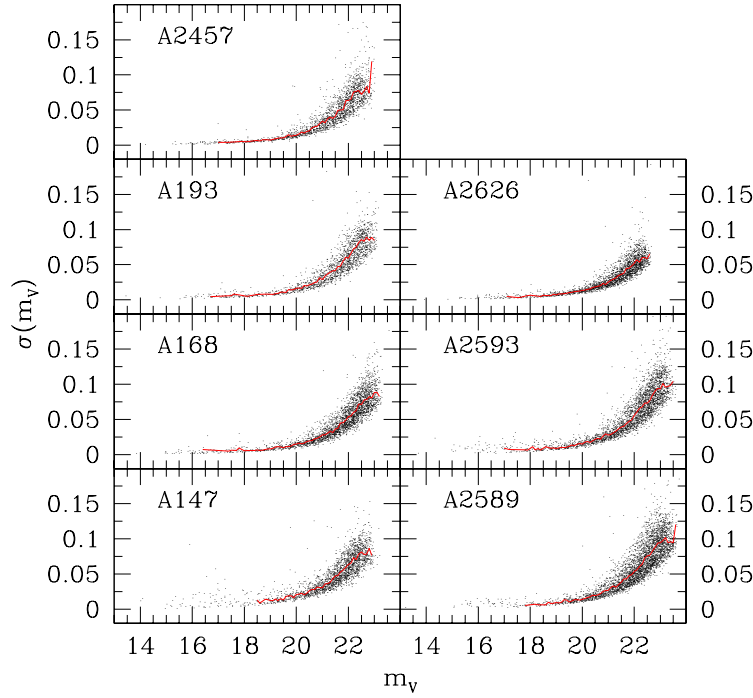


Figura 2.8: Errores fotométricos de medida de SExtractor en cada uno de los campos de la muestra. Las líneas corresponden a la mediana de  $\sigma(m_V)$  calculada en intervalos de  $0.1^m$ .

último punto, Franceschini et al. (1998) encuentran que SExtractor tiende a dar magnitudes ligeramente más débiles que las reales a las galaxias de tipos tempranos con perfiles de de Vaucouleurs ( $m_{\text{SEx}} - m_{\text{Real}} \sim 0.05^m$ ). Dado que en principio no se tiene información de morfología sobre las galaxias de los catálogos no se consideró aplicar tal corrección.

Para comparar los errores entre los distintos campos se calculó la mediana del error en intervalos de  $0.1$  magnitudes. Los valores de ésta se representan con una línea roja en la Figura 2.8 y se han agrupado todas en la Figura 2.9. Se comprueba que los errores de medida de SExtractor son muy similares entre los distintos campos.

### 2.3. Notas sobre la muestra

El conjunto de 7 cúmulos que se estudia en esta Tesis presenta una variedad de propiedades que además de dar una idea de la diversidad que existe entre los cúmulos de galaxias también permite profundizar y analizar un amplio rango de situaciones y circunstancias que será conveniente tener presentes a la hora de analizar la totalidad de la muestra que implica el proyecto *WINGS*. Será entonces cuando se obtengan resultados estadísticamente concluyentes que a lo largo de este trabajo podrán aparecer pero sin la base definitiva que supone disponer de una muestra amplia y completa. Sin embargo, teniendo presente que uno de los objetivos fundamentales es conocer la varianza intrínseca de las propiedades de los cúmulos de galaxias es necesario conocer el mayor número de situaciones (internas o externas a cada cúmulo, reales o producidas por los métodos de medida, ...) que pueden incidir en la determinación de dichas propiedades.

Dado que la muestra es reducida es adecuado hacer una breve introducción cualitativa de

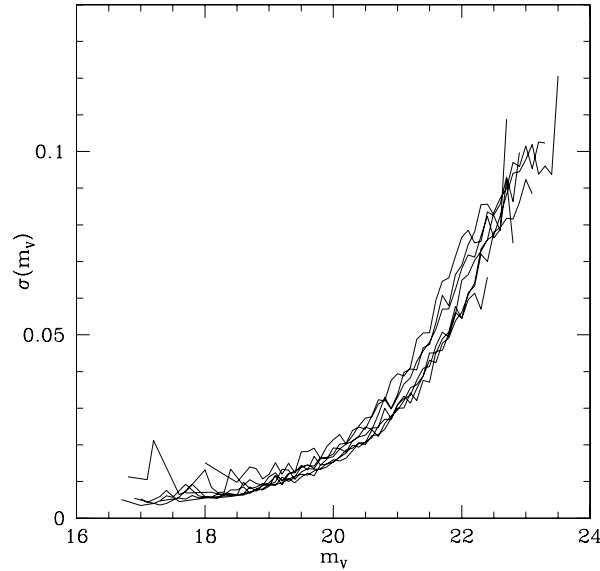


Figura 2.9: Errores fotométricos de medida de SExtractor en cada uno de los campos de la muestra. Éstas líneas son las mismas que aparecen en rojo en la Figura 2.8.

los componentes de la misma, indicando aquellas particularidades relacionadas con el mismo cúmulo o su vecindad local, con el campo en el que se encuentra proyectado o con las misma imágenes que se han utilizado para generar los catálogos, que pueden incidir en el análisis de los resultados. Los datos más importantes se han resumido en la Tabla 2.6.

A continuación se dan algunos comentarios de cada uno de los cúmulos y de los campos en los que se proyectan:

**Abell 147** Este cúmulo de clase de riqueza 0 está clasificado como tipo III dentro de la clasificación de Bautz & Morgan. La región central está dominada por un reducido grupo de galaxias elípticas con la de mayor tamaño situada en el centro. Esta galaxia central aún siendo la de mayor tamaño en todo el campo no es mucho más grande que una espiral próxima y tiene aproximadamente la misma luminosidad que una elíptica que con gran probabilidad se trata de una galaxia con núcleo activo (AGN). De ahí que no se considere a la galaxia central como galaxia cD.

Salvo la condensación central no se aprecia ningún otro agrupamiento de galaxias brillantes aunque sí de galaxias de pequeño tamaño que muy probablemente pertenezcan a un cúmulo de galaxias más alejado.

Sin embargo, la principal particularidad de este campo es la presencia de una estrella muy brillante que ocupa gran parte de uno de los chips (el chip #1) y que afecta incluso al chip central. Su radio hasta la isofota límite de detección en V es de  $\sim 5'$  y la separación entre el centro de la estrella y el centro de la galaxia más brillantes es de  $\sim 12'.3$ . Los efectos derivados de la presencia de la estrella son varios. En primer lugar, el brillo de la estrella afecta fuertemente al mapa del fondo que obtiene SExtractor. Por supuesto, disminuye la detectabilidad de los objetos más débiles y SExtractor encuentra problemas para la determinación de los límites de aquellos que son detectados. Por último, la incertidumbre en la fotometría también aumenta. Este efecto puede verse claramente en la Figura 2.8



Cúmulo	z	R	BM	RS	Comentario
Abell 147	0.0434	0	III	I	Estrella muy brillante en el campo
Abell 168	0.0450	1	II-III	I	Posible <i>merger</i> de dos cúmulos
Abell 193	0.0488	1	II	-	Cúmulo muy compacto
Abell 2457	0.0591	1	I-II	-	Contaminado por nebulosa galáctica
Abell 2589	0.0415	0	I	cD	
Abell 2593	0.0416	0	II	-	Estrella brillante en el campo
Abell 2626	0.0551	0	I-II	cDp	Contaminado por cúmulo muy próximo

R: Clase de riqueza según Abell.

BM: Clasificación Bautz-Morgan.

RS : Clasificación Rood-Sastry.

Tabla 2.6: Datos relevantes de cada cúmulo.

donde A147 presenta los objetos brillantes con mayores errores de toda la muestra.

Con el método de extracción del modelo obtenido con ajuste de isofotas se consigue reducir estos efectos pero el halo presenta demasiadas irregularidades impidiendo obtener un resultado más satisfactorio.

**Abell 168** Este cúmulo destaca por tener una región de alta densidad de galaxias espirales (en la que está centrada la imagen). Sin embargo, también presenta una galaxia elíptica gigante situada a unos  $\sim 10'$  del centro de la distribución de espirales, es decir, unos 0.5 Mpc. Según algunos autores (Tomita et al., 1996) Abell 168 puede tratarse de un par de cúmulos de galaxias en proceso de fusión, lo que podría explicar la presencia de la galaxia elíptica gigante, que generalmente se sitúan en el centro de la distribución de galaxias, y de la región de alta densidad de espirales.

En cuanto a la calidad de las imágenes hay que decir que tanto las imágenes de A168 como de A2626, tomadas en la primera temporada, presentan algunos problemas derivados de la configuración óptica del telescopio y de la misma *WFC*, que llevan a ligeras deformaciones de los objetos que varían en magnitud dependiendo de la posición en el campo. Una consecuencia directa de esto es la distribución de *FWHM* que obtiene SExtractor (Fig. 2.3). Éste utiliza una aproximación a perfil de brillo gaussiano que es una aproximación más o menos correcta en el caso ideal pero que da valores excesivamente elevados al hacer las medidas en los objetos de estos dos campos.

**Abell 193** Este es un cúmulo de clase de riqueza 1 y tipo BM II, con una galaxia elíptica central mucho más brillante que el resto. En principio no parece tener ninguna particularidad, sin embargo, después de compararlo con el resto de campos y de estudiar la distribución radial de sus galaxias se descubre que es un cúmulo sumamente compacto, lo que hace, por ejemplo, que presente un menor número de objetos respecto al resto de campos tal y como se vio en la Tabla 2.5. Esto es importante tenerlo presente durante las comparaciones de carácter estadístico ya que del resto de cúmulos sólo se está muestreando una parte de los mismos. Por ejemplo, esto explicaría que sea el cúmulo con menor número de galaxias detectadas con tamaños superiores a 60 píxeles (Fig. 2.7, panel inferior).

**Abell 2457** Este es el cúmulo más alejado de la muestra lo que quiere decir que estamos muestreando un volumen mayor del mismo pero al mismo tiempo los problemas de completitud en magnitud absoluta comienzan a luminosidades más altas que en el resto de cúmulos.

Pero lo que realmente hace especial a este cúmulo es que se encuentra detrás de una nebulosa de origen estelar que da lugar a variaciones no uniformes del fondo de la imagen, afectando la fotometría de gran parte de los objetos del campo. Como ya se ha comentado, esto está relacionado con su posición en el cielo, de forma que la visual atraviesa regiones internas de la Vía Láctea, lo que no ocurre con el resto de cúmulos. Esta también es la causa de que la proporción de estrellas de este campo sea más elevada que en el resto (ver la Tabla 2.5).

**Abell 2589** Éste es el único cúmulo de la muestra clasificado como BM tipo I, es decir, claramente dominado por una galaxia cD. Junto a Abell 2593 no sólo son los más próximos sino que además son los observados en mejores condiciones, lo que les convierte en los cúmulos en los que se alcanza mayor profundidad en luminosidad y en capacidad de resolución. A todo esto se puede añadir que el campo en el que se encuentra está relativamente libre de objetos que pueden dificultar su observación.

**Abell 2593** Este cúmulo compartiría con Abell 2589 las mismas condiciones óptimas de observación si no fuese por la presencia de una estrella brillante relativamente próxima al Sur del centro del cúmulo. El radio del halo de esta estrella es de  $\sim 3'.3$ , que es más o menos un tercio de la distancia que la separa del centro del cúmulo. Aunque es una estrella de menor tamaño que la del campo A147 en este caso afecta a un grupo de galaxias brillantes del cúmulo.

En cuanto a las características básicas de Abell 2593, es un cúmulo de tipo BM II en el que hay una galaxia central más brillante que el resto pero su luminosidad no es mucho mayor que la de otras galaxias que se agrupan en sus proximidades siguiendo una línea curvada.

**Abell 2626** Este cúmulo, junto a Abell 2457, es uno de los más alejados ( $z = 0.055$ ) por lo que comparte con aquél los problemas derivados de esa condición.

Además, es el segundo de los cúmulos observados en la primera temporada en la que las condiciones de observación no fueron muy favorables y presenta las mismas deformaciones en la forma de los objetos que Abell 168, lo que se tradujo en idénticos problemas a la hora de llevar a cabo la separación entre estrellas y objetos resueltos.

Pero lo que hace singular a este cúmulo es la presencia de otro cúmulo muy próximo espacialmente (Abell 2625). La diferencia en *redshift* varía entre  $\sim 0.005$  y  $\sim 0.01$ , según las fuentes, y la separación angular de los centros de los cúmulos es  $\sim 38'$ , es decir,  $\sim 2.2$  Mpc suponiendo que ambos están a la misma distancia que Abell 2626. Por lo tanto, era bastante probable que el campo A2626 estuviese contaminado por galaxias de las regiones más externas de Abell 2625 tal y como se ha podido comprobar durante el análisis de los datos. A todo esto hay que añadir el estudio de Mohr, Geller & Wegner (1996) en el que se pone de manifiesto la alta probabilidad de que se trate de un sistema binario posiblemente en proceso de fusión aunque en todo momento hablan de dos subcúmulos de Abell 2626 y en ningún momento hablan de Abell 2625. Sin embargo, la posición en el cielo y la velocidad de recesión que dan coinciden con los datos de este segundo cúmulo en el catálogo de Abell, Corwin, & Olowin (1989).

A la contaminación de este cúmulo hay que añadir el de otro, esta vez a  $z \sim 0.18$  situado al Este del centro del cúmulo.

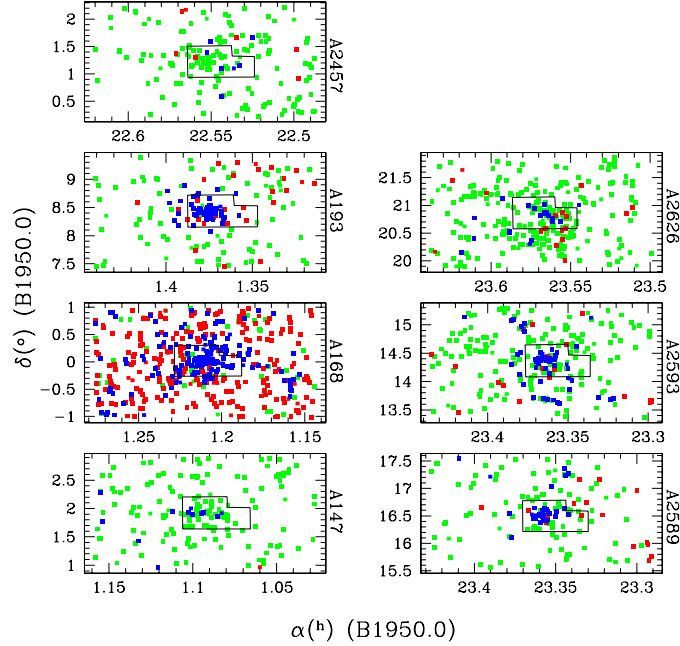


Figura 2.10: Distribución de galaxias contenidas en el catálogo LEDA en campos de  $2^\circ \times 2^\circ$  centrados en cada cúmulo. En azul se han representado las galaxias con  $|z - z_{\text{cúmulo}}| \leq 0.005$ , en rojo aquéllas con  $|z - z_{\text{cúmulo}}| > 0.005$  y en verde las galaxias sin velocidad de recesión disponible. También se ha indicado los límites de la *WFC* en cada caso.

Para ver con más claridad la relación entre Abell 2626 y Abell 2625 se buscaron las posiciones y velocidades de recesión de todas las galaxias disponibles en el catálogo LEDA<sup>4</sup> en una región de  $2^\circ \times 2^\circ$ . Lo mismo se hizo con el resto de cúmulos y el resultado se muestra en la Figura 2.10. Se ha representado la posición de cada una de dichas galaxias y se ha utilizado un código de colores para diferenciar las galaxias en función de que perteneciesen a los cúmulos ( $|z - z_{\text{cúmulo}}| \leq 0.005$ , azul), no perteneciesen ( $|z - z_{\text{cúmulo}}| > 0.005$ , rojo) o no tuviesen medidas de velocidad de recesión (verde).

En la mayoría de los casos la región central y más densa de cada cúmulo está bien contenida en el campo cubierto por la *WFC*. En el caso de A2626, se observa al Sur del cúmulo una extensión que está relacionada con el cúmulo vecino Abell 2625. Esta distribución proyectada junto con la pequeña diferencia en *redshift* refuerzan la impresión de que se trate de un sistema en interacción. En Mohr, Geller & Wegner (1996); Mohr & Wegner (1997), los autores ofrecen argumentos más sólidos a favor de esta hipótesis.

---

<sup>4</sup>Agradecimientos

## Bibliografía

- Abell, G. O. 1958, *ApJS*, 3, 211
- Abell, G. O., Corwin, H. G., & Olowin, R. P. 1989, *ApJS*, 70, 1
- Bautz, L. P. & Morgan, W. W. 1970, *ApJ*, 162, L149
- Bernstein, G. M., Nichol, R. C., Tyson, J. A., Ulmer, M. P. & Wittman, D. 1995, *AJ*, 110, 1507
- Bertin, E., 1996, "Guía del Usuario de SExtractor, v1.0a"
- Bertin, E. & Arnouts, S. 1996, *A&AS*, 117, 393
- Dressler, A. et al. 1997, *ApJ*, 490, 577
- Franceschini, A., Silva, L., Fasano, G., Granato, L., Bressan, A., Arnouts, S., & Danese, L. 1998, *ApJ*, 506, 600
- Kashikawa, N., Sekiguchi, M., Doi, M., Komiyama, Y., Okamura, S., Shimasaku, K., Yagi, M., & Yasuda, N. 1998, *ApJ*, 500, 750
- Landolt, A. U. 1992, *AJ*, 104, 340
- Mohr, J. J., Geller, M. J. & Wegner, G. 1996, *AJ*, 112, 1816
- Mohr, J. J. & Wegner, G. 1997, *AJ*, 114, 25
- Moles, M. & García-Pelayo, J. 1985, *Memorias del Instituto Geográfico Nacional*.
- Pignatelli, E. & Fasano, G. 1999, *Ap&SS*, 269, 657
- Pignatelli, E. & Fasano, G. 2001, *Ap&SS*, 277, 561
- Secker, J. & Harris, W. E. 1997, *PASP*, 109, 1364
- Tomita, A., Nakamura, F. E., Takata, T., Nakanishi, K., Takeuchi, T., Ohta, K. & Yamada, T. 1996, *AJ*, 111, 42
- Valdes, F. G. & Tody, D. 1998, *Proc. SPIE*, 3355, 497
- Visvanathan, N. & Sandage, A. 1977, *ApJ*, 216, 214
-

## Parte II

# CARACTERIZACIÓN DE LA POBLACIÓN GALÁCTICA DE LOS CÚMULOS DE GALAXIAS

## Capítulo 3

# Clasificación Morfológica y Poblaciones Galácticas

### 3.1. Introducción

A pesar de que la clasificación morfológica de las galaxias fue uno de los primeros pasos en el estudio de las “nebulosas extragalácticas” y el sistema de clasificación (Hubble, 1926) tenía como único criterio la forma de las galaxias próximas en el óptico, su uso sigue siendo una parte fundamental del estudio de galaxias y cúmulos de galaxias. La permanencia del sistema diseñado por Hubble, modificado ligeramente posteriormente (de Vaucouleurs, 1959; van den Bergh, 1997), se debe al descubrimiento de que la clasificación morfológica tenía correspondencia con variaciones de otros parámetros físicos más fácilmente cuantificables como la luminosidad media de las galaxias de cada tipo o los colores medios, aunque las dispersiones de estos parámetros dentro de cada tipo morfológico son bastante grandes (ver Roberts & Haynes, 1994). Estas variaciones a lo largo del diagrama de Hubble llevaron a plantear dicho diagrama como una secuencia evolutiva lo que sirvió para afianzar más el uso del sistema de clasificación de Hubble. Además del sistema de Hubble se han propuesto otras alternativas de clasificación de las galaxias como el sistema Yerkes (Morgan, 1958, 1962) o el sistema de clases de luminosidad de las galaxias espirales de van den Bergh (1960).

Otra razón que ha permitido que la clasificación morfológica de Hubble se siga utilizando hoy en día ha sido el descubrimiento de relaciones entre parámetros en galaxias de un mismo tipo morfológico. Así se descubrió que las galaxias elípticas mostraban correlaciones entre la luminosidad y la dispersión de velocidades central (Faber & Gallagher, 1976), la metalicidad (Terlevich et al., 1981), o el un índice de color (Visvanathan & Sandage, 1977), e incluso entre tres parámetros (brillo superficial, radio y dispersión de velocidad) en lo que se denomina el Plano Fundamental (Dressler et al., 1987; Djorgovski & Davis, 1987). Por su parte, las espirales presentan una correlación entre la luminosidad y la velocidad de rotación (Tully & Fisher, 1977)...

Sin embargo, existen motivos para tratar de establecer un sistema de clasificación más objetivo y más universal. Uno de los problemas con los que se ha encontrado la clasificación de Hubble es que es válido para galaxias del Universo más próximo y para galaxias que no se encuentren en interacción fuerte, que es el estado más común de las galaxias a bajo *redshift*. Pero, según los medios instrumentales permiten observar objetos cada más lejanos y un Universo más joven, también aumenta la proporción de galaxias en interacción y con morfologías que se alejan de los prototipos locales (Conselice, Gallagher & Wyse, 2001). Además, al ir observando galaxias más lejanas la extensión de éstas se va reduciendo y los detalles estructurales que permiten una buena clasificación morfológica van desapareciendo. Por último, existe un problema de tipo práctico. Actualmente, el ingente número de galaxias que son observadas y que se desean clasificar hacen inviable una clasificación visual y requieren de sistemas de clasificación automática. Estos sistemas necesitan de criterios bien cuantificables, es decir, se hace necesario traducir a un lenguaje que los ordenadores entiendan lo que el cerebro humano hace de forma natural al procesar la información de la imagen de una galaxia y determinar qué tipo de galaxia es. Por estos motivos, se están desarrollando sistemas de clasificación que tienen como objetivo solucionar los problemas expuestos de la clasificación de Hubble pero que a su vez permitan recuperar dicha clasificación cuando se trabaja en las condiciones en las que se ha visto su gran utilidad (es decir, galaxias tranquilas en un Universo próximo).

Para alcanzar dicho objetivo es necesario obtener una muestra amplia de galaxias clasificadas visualmente. De cada una de estas galaxias se medirían una serie de parámetros que fuesen lo más objetivo posible y, por lo tanto, con los que un sistema automático pudiese trabajar adecuadamente. El conjunto de parámetros de toda la muestra de referencia se repartiría por

---

el espacio  $N$ -dimensional, donde  $N$  es el número de parámetros. El último paso consiste en relacionar la posición de los parámetros de cada galaxia en ese espacio de parámetros con sus tipo morfológico, obtenido visualmente, de forma que finalmente se obtendría un relación entre los parámetros medidos para una galaxia y su tipo morfológico. Este tipo de situaciones es ideal para un sistema de redes neuronales al que se le entrena en una fase preliminar y posteriormente es capaz de analizar un conjunto de parámetros y determinar la probabilidad de que una galaxia se de un tipo morfológico u otro. Sin embargo, existen problemas intrínsecos (¿las regiones del espacio  $N$ -dimensional de cada tipo morfológico están aisladas o sufren de un alto grado de superposición?) y de carácter práctico (inclinación de las galaxias, número de parámetros mínimo para hacer una clasificación adecuada, disponibilidad de todos los parámetros necesarios para cada galaxia,...) que añaden aún más dificultades a la clasificación automática de galaxias.

### 3.2. Método

Ante la falta de un sistema de clasificación automática similar al comentado más arriba y como posible conjunto de referencia para poder hacerlo, se clasificaron visualmente las galaxias más brillantes de cada uno de los cúmulos que centran este trabajo. Esto tiene la ventaja añadida de permitir la comparación con todos los trabajos previos en los que se utiliza la clasificación morfológica de las galaxias y que están basados en clasificaciones visuales utilizando el sistema de Hubble.

Para llevar a cabo la clasificación morfológica se siguieron los siguientes criterios para facilitar la tarea y al mismo tiempo reducir el grado de subjetividad de la misma:

- Se utilizó una escala de 1 a 9 para la clasificación. La relación aproximada que se estableció con los tipos de Hubble fue:
  - 1 - Galaxia cD
  - 2 - E
  - 3 - E/S0
  - 4 - S0
  - 5 - S0/S
  - 6 - S
  - 7 - Irr (con núcleo)
  - 8 - Irr (sin núcleo)
  - 9 - En interacción o no clasificable

Los tipos intermedios (3;E/S0) y (5;S0/S) indican la incertidumbre en la clasificación entre los tipos adyacentes en la escala y no verdaderas transiciones.

- La distinción en los casos en los que la morfología visual era confusa (ausencia de brazos espirales, galaxias de cara sin disco evidente,...) trató de resolverse utilizando perfiles de brillo. Los perfiles se obtuvieron utilizando la tarea `ellipse` de *IRAF* fijando el centro de los objetos pero no así la elipticidad (excepto en los casos en los que la presencia de algún objeto próximo en los que se utilizaron aperturas circulares) y el ángulo de posición. El perfil de brillo se representaba simultáneamente frente al radio y frente a  $r^{1/4}$ . En el caso de perfiles exponenciales el perfil es recto en la primera representación y en el caso de



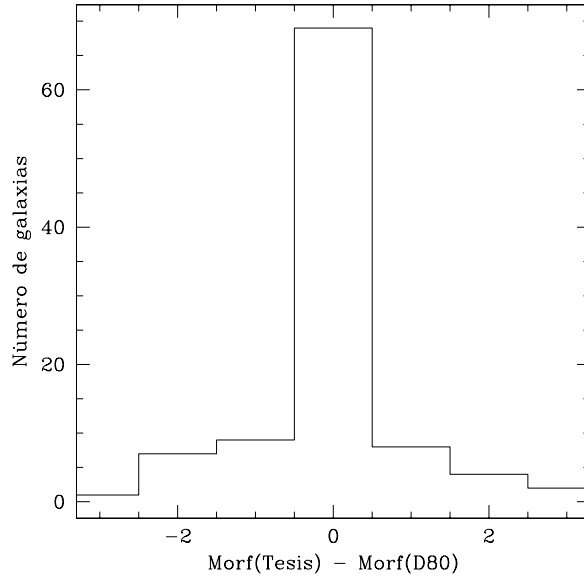


Figura 3.1: Histograma con las diferencias entre la clasificación morfológica de Dressler (1980a) de los cúmulos Abell 168 y Abell 2589, y la clasificación obtenida en esta Tesis. En la Tabla 3.1 se da la conversión de la clasificación de D80 a la escala numérica utilizada en este trabajo.

perfiles de de Vaucouleurs la recta aparece en el segundo diagrama. Esto permitía hacer la clasificación lo más ágil posible. En el caso de las lenticulares, el principal criterio para identificarlas utilizando el perfil consistía en la búsqueda de perfiles  $r^{-1/4}$  con variaciones bruscas de la pendiente (utilizando la segunda representación).

La incertidumbre de la clasificación aumenta según el tamaño angular de las galaxias se hace menor, por un lado por la desaparición de estructuras identificativas como los brazos espirales pero también por el efecto del *seeing* atmosférico (Saglia et al., 1993). El efecto del mismo consiste básicamente en aplanar los perfiles de brillo en las regiones centrales de los objetos. Esto hace que la forma de los perfiles varíen y este cambio es más marcado cuanto mayor es la concentración de luz en la zona central del objeto como ocurre con las galaxias elípticas.

### 3.2.1. Comparación con Dressler(1980)

Dos de los cúmulos de la muestra (Abell 168 y Abell 2589) aparecen entre los 55 cúmulos en los que Dressler (1980a) (desde ahora D80) clasifica morfológicamente las galaxias más brillantes ( $m_V \gtrsim 16.5$ ). Para cuantificar las diferencias entre ambas clasificaciones se transformaron los tipos morfológicos dados por D80 al sistema numérico utilizado en este trabajo (Tabla 3.1).

El histograma 3.1 muestra la distribución de la diferencia de clasificación entre ambos trabajos. Aunque la mayoría de las galaxias tienen la misma clasificación hay cierto sesgo hacia tipos más tempranos (valores más bajos) en este trabajo que en el precedente. Más adelante se verá que esto está directamente relacionado con la dificultad de clasificar las galaxias lenticulares.

En la Figura 3.2 se refleja la comparación entre ambas clasificaciones. Cada número indica la cantidad de galaxias cuya clasificación en cada catálogo viene dada por sus coordenadas en el diagrama. Éste se ha dividido en regiones que corresponden a la transformación de la

Tesis	Dressler(1980)
2	E
3	E/S0
4	S0 , SB0
5	S0/S
6	S
7	S/I
8	I

Tabla 3.1: Relación entre la clasificación numérica utilizada en esta Tesis y la clasificación de Dressler (1980a)

Cúmulo	Común con D80	Discrepancias	$\Delta \geq 2$
Abell 168	53	17 (32 %)	11 (21 %)
Abell 2589	47	15 (32 %)	3 ( 6 %)
Total	100	32 (32 %)	14 (14 %)

Tabla 3.2: Comparación de la clasificación morfológica con Dressler(1980)

clasificación numérica en la clasificación de tipos morfológicos de Hubble que viene indicada con las correspondientes identificaciones “E”, “S0”, “S” junto a los ejes. La principal diferencia entre ambas clasificaciones es la relación de lenticulares respecto a los tipos extremos. El conjunto de galaxias clasificadas como lenticulares por D80 incluye una proporción importante de galaxias que en este trabajo han sido clasificadas como elípticas ( $\sim 35\%$ ) y como espirales ( $\sim 23\%$ ). Sin embargo, el 95 % de las galaxias que han sido clasificadas como lenticulares en esta Tesis también fueron clasificadas como tales por D80, mientras que en sentido contrario sólo el 70 % de las lenticulares según D80 fueron clasificadas así en esta ocasión.

Suponiendo que las diferencias son sistemáticas se puede encontrar una transformación entre ambas clasificaciones que permita hacer comparaciones entre los trabajos de Dressler y colaboradores y esta Tesis. Con los datos de la Figura 3.2 se llega al siguiente conjunto de transformaciones:

$$\begin{aligned}
\%E(D80) &= \frac{17}{26} \%E + \frac{2}{39} \%S0 + \frac{1}{45} \%S \\
\%S0(D80) &= \frac{9}{26} \%E + \frac{37}{39} \%S0 + \frac{7}{45} \%S \\
\%S(D80) &= \frac{37}{45} \%S
\end{aligned} \tag{3.1}$$

donde los términos de la derecha hacen referencia a las proporciones de tipos de esta Tesis y los términos de la izquierda los valores transformados al sistema de D80.

En la Tabla 3.2 se presentan la proporción de discrepancias en cada uno de los cúmulos y en el conjunto final. En la última columna se indica el número de dichas galaxias en las que la diferencia (utilizando la escala numérica) es superior a 1. Dado que las clasificaciones intermedias (3 y 5) lo que indican es la incertidumbre en la clasificación, diferencias de un paso en esta clasificación no se consideran significativas. No ocurre lo mismo con diferencias mayores porque eso ya implicaría confusiones entre elípticas y lenticulares o espirales y viceversa. Estos casos se han indicado en el diagrama 3.2 encerrándolos en círculos.

Estas diferencias de clasificación son debidas a diversos factores. En primer lugar el material

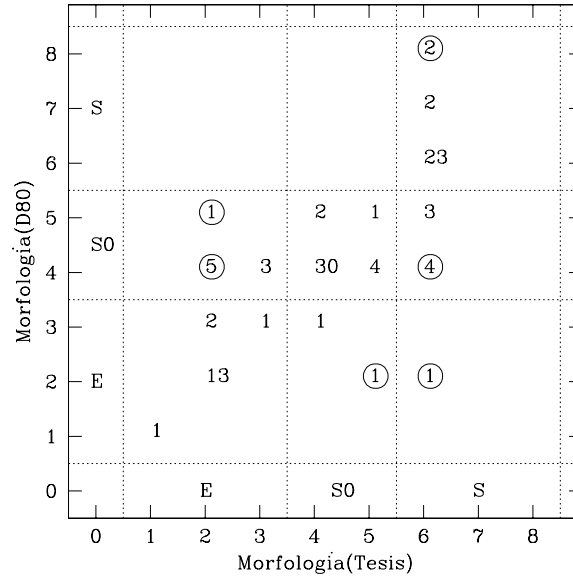


Figura 3.2: Diagrama comparativo de la clasificación de Dressler (1980a) y la presentada en esta Tesis. Los números indican el número de galaxias con igual clasificación en ambos catálogos. Aquellos encerrados en círculos indican los casos en los que la diferencia de clasificación es significativa. La división en cuadros refleja la asignación que se ha hecho de la clasificación numérica a los tipos morfológicos de Hubble.

utilizado para hacer la clasificación es diferente. Dressler obtiene las imágenes de estos dos cúmulos con el telescopio 4m Mayall de Kitt Peak utilizando placas fotográficas con una escala de placa de 18.6 arcsec/mm, mientras que para este trabajo se utilizaron imágenes tomadas con un telescopio de 2.5m y cámara CCD, con una escala de placa de 24.68 arcsec/mm. Así, mientras las imágenes de Dressler tienen una mayor resolución, sin embargo, el uso de la cámara CCD supone una serie de ventajas no sólo por ser un detector lineal sino además porque las imágenes digitales permiten manipulaciones que ayudan a la hora de distinguir detalles y de obtener información útil para la clasificación como los perfiles de brillo. Por su parte, D80 utiliza únicamente la impresión visual para clasificar las galaxias, sin embargo, aquí la clasificación que se ofrece se apoya también en perfiles de brillo.

La comparación permite estimar el error cometido en la clasificación que se va a utilizar en esta Tesis en torno a un 14 % en una clasificación simple de elípticas, lenticulares y espirales. Esa estimación es válida en el rango de magnitudes de la comparación con D80, es decir, hasta  $V \sim 16.5$ . Al ir aumentando la magnitud de los objetos clasificados así como al ir disminuyendo su tamaño la confusión entre tipos morfológicos próximos en el diagrama de Hubble irá aumentando como consecuencia de la pérdida de información (p.e. la resolución de brazos espirales) o por el aumento de la influencia del *seeing* sobre el perfil de brillo.

Estas discrepancias se mantienen incluso después de una segunda revisión de las imágenes. Aquí queda evidente la dificultad de la clasificación de las S0 que está omnipresente en los trabajos sobre poblaciones de galaxias en cúmulos (Smail et al., 1997; van Dokkum et al., 2000; Fasano et al., 2000). A pesar de todo, la tasa de discrepancia entre la clasificación de este trabajo y la de D80 está dentro de los márgenes habituales que se encuentran cuando se clasifican conjuntos de galaxias por diversas personas. Por ejemplo, en Smail et al. (1997) en el  $\sim 80\%$

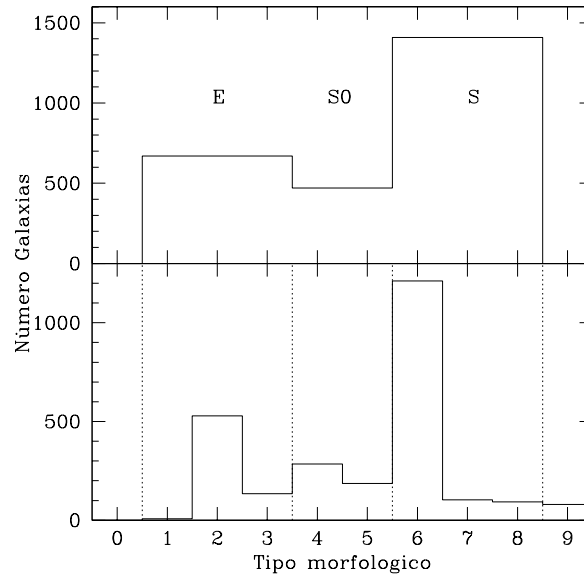


Figura 3.3: Histograma de la clasificación en tipos morfológicos del conjunto de galaxias clasificadas visualmente. En la parte inferior, se hace uso de la escala numérica utilizada durante el proceso de clasificación. En la parte superior, las galaxias se han agrupado en 3 grupos que corresponden aproximadamente a la clasificación tradicional de Hubble.

de los casos la clasificación de una misma galaxia que hacen varias personas no difiere en más de una clase (de E a S0 ó de Sa a Sb). Un resultado similar obtienen Fasano et al. (2000) al comparar la clasificación de galaxias de tres cúmulos que hace el primer firmante del artículo con la clasificación de las mismas galaxias realizada obtenida de fuentes independientes.

### 3.3. Resultados

En la Figura 3.3 se presenta el histograma con la división en tipos morfológicos de las galaxias de los 7 campos. En la parte inferior las galaxias se han agrupado según el tipo morfológico numérico utilizado durante el proceso de clasificación. En la parte superior, se han agrupado las galaxias siguiendo la clasificación tradicional de Hubble, excepto por el hecho de que las irregulares se han incluido dentro del grupo de espirales. Las galaxias clasificadas dentro del tipo 9 se han excluido ya que corresponde a las galaxias en interacción o sin clasificación evidente. Este grupo supone únicamente el 3 % del total.

El reparto por tipos morfológicos del conjunto de galaxias con clasificación morfológica que se encuentra es  $E/S0/S=26.3/18.5/55.2$ . Si esto se compara con el reparto en la población del campo  $E/S0/S=18/23/59$  dada por Whitmore, Gilmore & Jones (1993), queda patente el dominio de la población de elípticas sobre los tipos más tempranos, especialmente las galaxias lenticulares. De todos modos, hay que tener en cuenta que las cuentas a magnitudes más débiles están dominadas por galaxias proyectadas, de ahí que las poblaciones observadas tiendan a asemejarse a las poblaciones del campo.

En la Tabla 3.3 se presenta el desglose por campos. A partir de los datos de dicha tabla uno puede calcular la dispersión campo a campo y encuentra valores de  $1\sigma \sim 7-8\%$  para elípticas y

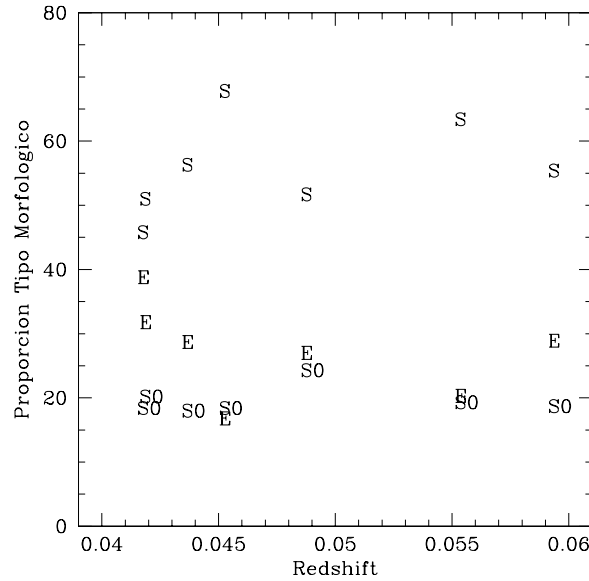


Figura 3.4: Proporción de tipos morfológicos en función del *redshift*. El orden de los cúmulos en función del *redshift* es : Abell 2593, Abell 2589, Abell 147, Abell 168, Abell 193, Abell 2626 y Abell 2457.

espirales y de  $\sim 2\%$  para las lenticulares. Esta variación mínima de la proporción de lenticulares campo a campo es sorprendente <sup>1</sup>si tenemos en cuenta que no se ha hecho ninguna corrección por factores como la contaminación por galaxias de fondo o la diferencia en área muestreada en cada cúmulo consecuencia de sus diferencias en *redshift* a lo que habría que añadir las variaciones intrínsecas cúmulo a cúmulo.

En la Figura 3.4 se han representando las proporciones encontradas en cada cúmulo en función de su velocidad de recesión. No se observa ninguna relación evidente de las primeras con esta última. Un aumento en la proporción de galaxias elípticas con el *redshift* podría ser indicativo de que la pérdida de resolución lineal afecta fuertemente a la clasificación.

Atendiendo sólo a una comparación de los cúmulos de la muestra entre sí se observa que hay dos cúmulo ricos en espirales, Abell 168 y Abell 2626 ; un cúmulo rico en elípticas o pobre en espirales, Abell 2593; un cúmulo rico en lenticulares, Abell 193; y, por último, un grupo de cúmulos con proporciones intermedias y con poca dispersión entre las proporciones de unos y otros, Abell 147, Abell 2457 y Abell 2589. Esta división se mantendría si la población de galaxias de fondo fuese homogénea en los 7 campos, aunque hay pruebas de contaminación por cúmulos tanto alejados (en A147 y A2626) como de cúmulos muy próximos (en A2626).

Sin embargo, estos números no permiten una comparación adecuada ya que son el resultado de diversos factores que varían campo a campo y cúmulo a cúmulo. En primer lugar, y como ya se ha comentado, no se ha hecho ninguna corrección por la población de galaxias proyectadas. Aunque bien es cierto que si se considera que ésta es homogénea, las diferencias relativas campo a campo han de ser debidas fundamentalmente al cúmulo central de dichos campos y en menor medida a otros cúmulos o a superestructuras, aunque no hay que menospreciar la posibilidad de contaminación por parte de un cúmulo próximo espacialmente como parece ser el caso de

<sup>1</sup>Eliminando A193, la dispersión disminuye hasta 0.8 %

	E		S0		S	
	N	%	N	%	N	%
A147	91	27.7	56	17.0	182	55.3
A168	51	15.8	56	17.4	215	66.8
A193	76	26.0	68	23.3	148	50.7
A2457	112	27.9	71	17.7	218	54.4
A2589	103	30.8	64	19.2	167	50.0
A2593	141	37.8	65	17.4	167	44.8
A2626	96	19.3	91	18.3	311	62.4

Tabla 3.3: Morfología visual. Tipos Hubble.

Abell 2626. En segundo lugar, los cúmulos se encuentran a distinta distancia de nosotros lo que afecta al volumen que realmente se muestrea de cada cúmulo. Dado que se sabe que las galaxias elípticas tienden a aumentar su proporción en las regiones más densas y que los cúmulos presentan un gradiente radial de densidad local, en principio se esperaría un exceso de galaxias elípticas en los cúmulos próximos respecto a los más alejados. Esto no se observa en la Figura 3.4 pero la muestra es pequeña y variaciones intrínsecas pueden enmascararlo.

El estudio detallado de la función de luminosidad, la distribución espacial y la relación morfología-densidad se describen más adelante en capítulos específicos.

De momento, el análisis se centrará en las poblaciones globales y en la comparación con trabajos previos sobre poblaciones galácticas en cúmulos.

### 3.3.1. Comparación con Trabajos Previos

Aún hoy en día, la mayor compilación de tipos morfológicos de galaxias de cúmulos es la de Dressler (1980a) en la que se clasifican las galaxias de 55 cúmulos hasta  $V \sim 16.5$ . Ésta estuvo precedida por el trabajo de Oemler (1974) centrado en 15 cúmulos, aunque sólo aporta la división por tipos morfológicos de 10 de ellos. Más recientemente, se han elaborado varios trabajos centrados en cúmulos a *redshift* intermedio como Smail et al. (1997) en el que estudian 10 cúmulos con *redshift* en el rango 0.37-0.56 utilizando la *WFPC-2* del Telescopio Espacial o Fasano et al. (2000) centrado en 9 cúmulos con *redshift* entre 0.1 y 0.25. A estos habría que añadir estudios de cúmulos específicos como Virgo (Binggeli, Sandage & Tammann, 1985) o Coma (Andreon et al., 1996) a bajo *redshift* o el trabajo de Fabricant, Franx, & van Dokkum (2000) donde los autores presentan la morfología de las galaxias del cúmulo Cl 1358+62 a  $z=0.33$ .

En primer lugar se compararán los resultados con el trabajo pionero de Oemler (1974). La Figura 3.5 presenta las proporciones que obtiene Oemler (triángulos) y las que se obtienen en este trabajo (puntos) en un diagrama análogo a los que utiliza Dressler (1980b). Para esta comparación sólo se han contado las galaxias de las 3 magnitudes más brillantes tal y como hizo Oemler. Sin embargo, mientras que él contó dentro de un radio de entre 1.73 Mpc y 2.73 Mpc<sup>2</sup> en la presente muestra a partir de distancias superiores a 900 kpc o incluso antes, dependiendo de la distancia al cúmulo y de la posición del centro del cúmulo en la imagen, comienza a haber problemas de completitud por falta de muestreo.

Dado que la clasificación morfológica se ha limitado a las galaxias más brillantes de cada cúmulo no parece probable que las discrepancias se deban fundamentalmente al proceso de

<sup>2</sup>Las distancias se han convertido al sistema con  $H_0 = 75 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$ .

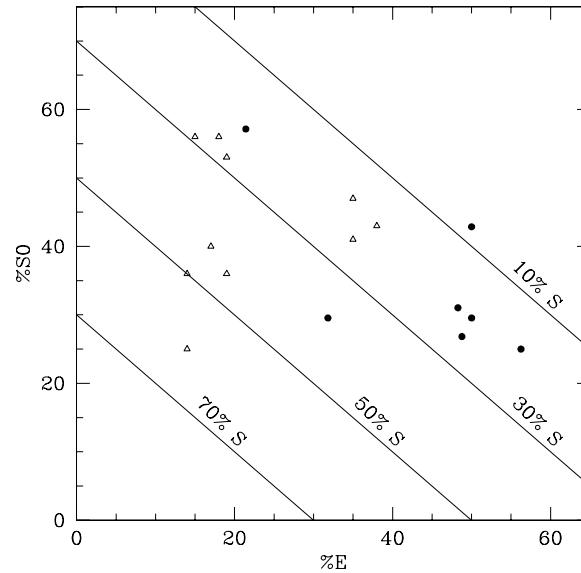


Figura 3.5: Relación entre la proporción de elípticas y lenticulares. Los puntos negros representan los cúmulos correspondientes a la Tesis y los triángulos huecos los cúmulos de Oemler (1974).

clasificación. La causa más probable es la diferencia de muestreo sobre cada cúmulo. Oemler cuenta galaxias en un volumen mayor lo que suaviza el efecto de la relación morfología-densidad. Ahora bien, si este es el motivo entonces, de la figura anterior, se extrae que dicha relación afecta básicamente a las proporciones relativas entre elípticas y lenticulares ya que las proporciones de espirales son muy similares. Este punto se tratará con más detalle en el capítulo dedicado a la distribución espacial de tipos morfológicos y la relación morfología-densidad. Por último, también puede influir el hecho de que la mayor parte de los cúmulos con los que trabaja Oemler son de clase de riqueza 1 o mayor, mientras que en la muestra actual son de clase 0 ó 1.

Sin embargo, el trabajo de referencia en el estudio del contenido galáctico de cúmulos es el realizado por Dressler (1980a,b). Éste clasifica morfológicamente cerca de 6000 galaxias en 55 cúmulos ricos con *redshift* entre 0.011 y 0.060. La Figura 3.6 presenta las proporciones de elípticas y lenticulares en el catálogo de Dressler (triángulos) y en esta Tesis (puntos), aplicando previamente un corte en magnitud aparente de 16.5 en banda V similar al del catálogo de Dressler. A diferencia del trabajo original de este autor, en esta figura no se ha corregido por la población de fondo en ninguno de los casos. Tal y como ocurría en la comparación anterior los cúmulos de la presente muestra se encuentran en su mayoría en una zona del diagrama correspondiente a una proporción de elípticas mayor que los cúmulos del trabajo de Dressler. Y, al igual que antes, la diferencia se da en la proporción E/S0 mientras que la proporción de espirales es similar entre ambas muestras.

Si ahora se aplica la transformación de la Ecuación 3.2 a las proporciones obtenidas en este trabajo para cada cúmulo, el resultado son los puntos huecos de la Figura 3.6 que caen en la misma región del diagrama que los datos de Dressler. Esto parece apoyar la hipótesis de la existencia de una discrepancia sistemática entre la clasificación de Dressler y la llevada a cabo en la presente Tesis, que habrá que tener en cuenta a la hora de comparar resultados con otros trabajos del mismo autor o colaboradores.

En trabajos posteriores a D80 se utilizan los mismo criterios que en éste para poder

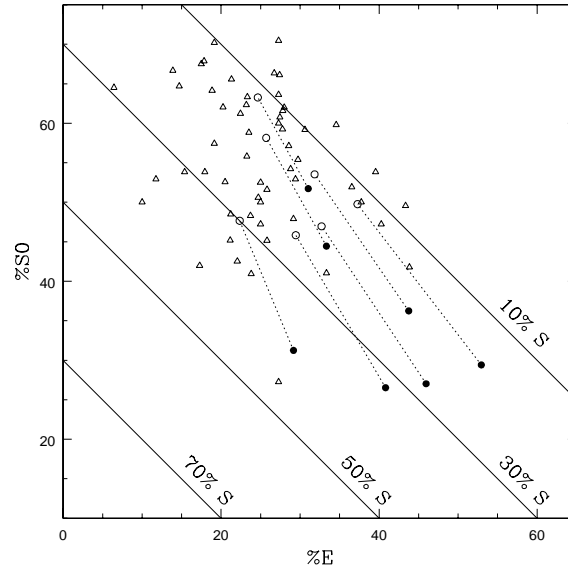


Figura 3.6: Relación entre la proporción de elípticas y lenticulares. Los puntos negro los cúmulos correspondientes a la Tesis y los triángulos huecos a los cúmulos de Dressler (1980b). Los puntos huecos representan las proporciones transformadas al sistema de Dressler (ver texto para más detalles).

comparar adecuadamente. Por este motivo en la Tabla 3.4 se dan las cuentas cortando en  $M_V = -19.5$  que es equivalente al corte utilizado por Dressler de  $M_V = -20.4$  a  $z=0.04$  con  $H_0 = 50 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$ . Para homogeneizar más los datos entre los distintos cúmulos de la muestra también se impuso un corte en distancia cumulocéntrica de 0.5 Mpc que asegura la completitud en todos los campo<sup>3</sup>.

A pesar de no contar con campos “vacíos” que sirvan de referencia para conocer la composición de la población de fondo ésta puede estimarse a partir de información existente en la literatura. En primer lugar, la densidad de galaxias en función de la magnitud aparente está disponible gracias al trabajo de Liske et al. (2003) dentro del llamado *Millennium Galaxy Catalogue*. Este proyecto fue llevado a cabo con la misma *WFC* del INT por lo que se adapta perfectamente a las necesidades de este trabajo. Como la magnitud de corte que se utiliza es en magnitudes absolutas, la contaminación (que es función de la magnitud aparente) varía de unos cúmulos a otros. Los valores oscilan entre 5.7 galaxias para el cúmulo más próximo y 16.1 galaxias en Abell 2457 que es el más alejado. Si se restringe la muestra a las galaxias dentro de un círculo central de radio 0.5 Mpc entonces la contaminación varía entre 2.1 y 3.0 galaxias. La contaminación se reduce relativamente más en el cúmulo más lejano ya que el tamaño angular correspondiente a los 0.5 Mpc es menor. Como se trabaja con cantidades pequeñas es necesario modificar ligeramente los valores obtenidos para tener en cuenta que las galaxias con  $|z - z_{\text{cúmulo}}| > 0.005$  fueron ya descontadas y evitar así una exceso en la substracción del fondo. El caso de Abell 2626 es especial ya que una gran parte de las galaxias que se consideran proyectadas pertenecen al cúmulo Abell 2625 y, por lo tanto, no se tuvieron en cuenta al hacer

<sup>3</sup>Debido a la geometría de la *WFC* un radio mayor incluiría regiones fuera de la imagen en alguno de los cúmulos



	E		S0		S	
	N	%	N	%	N	%
Abell 147	11/10.7	45.8/ 48.2	7/ 6.6	29.2/ 29.7	6/ 4.9	25.0/ 22.2
Abell 168	9/ 8.7	32.1/ 33.0	8/ 7.6	28.6/ 28.9	11/10.0	39.3/ 38.1
Abell 193	8/ 7.7	28.6/ 29.2	14/13.6	50.0/ 51.6	6/ 5.1	21.4/ 19.2
Abell 2457	17/16.5	53.1/ 56.5	10/ 9.4	31.2/ 32.0	5/ 3.3	15.6/ 11.4
Abell 2589	7/ 6.8	30.4/ 31.2	12/11.7	52.2/ 54.0	4/ 3.2	17.4/ 14.8
Abell 2593	14/13.7	53.8/ 56.3	9/ 8.6	34.6/ 35.4	3/ 2.0	11.5/ 8.2
Abell 2626	11/10.7	55.0/ 59.0	5/ 4.6	25.0/ 25.2	4/ 2.9	20.0/ 15.8

Tabla 3.4: Contenido galáctico de los cúmulos.

Galaxias más brillantes que  $M_V = -19.5$  a menos de 0.5 Mpc del centro del cúmulo.

Cada doble entrada indica el valor sin corrección por galaxias de fondo a la izquierda y con la corrección aplicada a la derecha

esta corrección.

Hasta aquí las cuentas se han hecho sin reparar en la composición en tipos morfológicos. Para ello se puede hacer uso de la composición que dan Whitmore, Gilmore & Jones (1993) y que corresponde a E/S0/S=18/23/59.

Aplicando la corrección de galaxias de fondo con esta división en tipos se obtienen los valores que aparecen a la derecha de cada entrada de la Tabla 3.4. Tal y como era de esperar al estar trabajando con las galaxias más brillantes del cúmulo y en la región más densa de éstos los efectos de la contaminación son mínimos y las proporciones de los tipos morfológicos no varían más del 5 % en el caso más desfavorable. En la Figura 3.7 se muestran los resultados de manera más gráfica.

Antes de continuar, cabe destacar el aumento en la proporción de elípticas respecto a los datos originales de la Tabla 3.3 en 4 de los 7 cúmulos en los que ahora este tipo morfológico representa más de la mitad de población. De los 3 restantes, en 2 cúmulos son las lenticulares las que superan la mitad de la población y, por último, la población de Abell 168 se reparte prácticamente a partes iguales entre los 3 tipos morfológicos. Aunque la muestra es pequeña un detalle salta a la vista, *el único cúmulo en el que la proporción de elípticas y de lenticulares es similar es un cúmulo en el que dominan las espirales. En el resto en el que las espirales son el grupo menos numeroso, uno de los otros dos tipos domina con claridad, ya sean elípticas o lenticulares.*

Esto es importante ya que uno de los aspectos en los que ponen más énfasis los estudios de poblaciones galácticas a *redshift* intermedio es el de la proporción de galaxias lenticulares y elípticas. Así, por ejemplo, Dressler et al. (1997, desde ahora D97) comparan la relación entre estos dos tipos morfológicos ( $N_{S0}/N_E$ ) que encuentran en una muestra de cúmulos a  $z \sim 0.5$  con la que se obtiene de 10 cúmulos a  $0.035 < z < 0.044$  del catálogo D80. El resultado de la comparación es una posible relación entre la razón  $N_{S0}/N_E$  y el *redshift* según la cual dicha proporción aumentaría al disminuir  $z$ . Esto podría ser una indicación de la formación tardía de una fracción importante de la población de galaxias lenticulares a diferencia de la población de elípticas que se habrían formado a  $z > 0.5$ . Aunque los mismos autores ya apuntan que la tendencia que encuentran se sostiene sobre un número reducido de medidas.

Otro trabajo también centrado en cúmulos a *redshift* intermedio es el llevado a cabo por Fasano et al. (2000, desde ahora F00) en el que estudian el megaparsec cuadrado central de 9

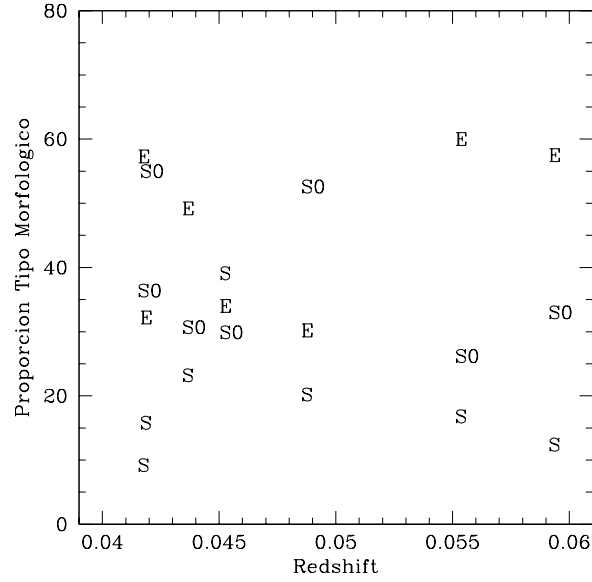


Figura 3.7: Proporción de tipos morfológicos en función del *redshift*. Datos restringidos a las galaxias con  $M_V \leq -19.5$  a menos de 0.5 Mpc del centro del cúmulo. El orden de los cúmulos en función del *redshift* es : Abell 2593, Abell 2589, Abell 147, Abell 168, Abell 193, Abell 2626 y Abell 2457.

cúmulos con  $0.1 \lesssim z \lesssim 0.25$  hasta  $M_V = -20$ . Uno de los resultados más importantes que encuentran es la relación entre  $N_{S0}/N_E$  y la morfología de los cúmulos de forma tal que los cúmulos con una alta concentración de elípticas presentan razones  $N_{S0}/N_E$  pequeñas mientras que en los cúmulos con bajas concentraciones presentan valores de  $N_{S0}/N_E$  altos. También llegan al mismo resultado que D97 en cuanto al aumento de la relación  $N_{S0}/N_E$  al disminuir el *redshift* utilizando esta vez datos de varios trabajos. Este resultado puede relacionarse directamente con la variación de las fracciones de los tres tipos morfológicos con  $z$ . Mientras que la fracción de E no muestra ninguna tendencia clara con  $z$ , la fracción de lenticulares disminuye y la de espirales aumenta. En la Figura 3.8 se muestran los porcentajes relativos a cada tipo morfológico de los cúmulos de esta Tesis y los cúmulos de F00. Los datos de estos últimos no fueron corregidos por diferencias en el área muestreada o por contaminación de fondo aunque dichas correcciones son pequeñas como indican los mismos autores. Tampoco se aplicó ninguna transformación a las proporciones de tipos morfológicos ya que tanto la que se ha aplicado aquí para pasar al sistema de D80 como la que aplica F00 para pasar al sistema D97 son muy similares. Así, mientras aquí se clasifican 39 galaxias como S0 frente a 53 de D80 (un factor 0.70 de discrepancia), F00 clasifica 57 frente a 73 de D97 (un factor 0.78).

No se observa ninguna tendencia con el *redshift* y lo que es más interesante, las proporciones de cada tipo morfológico parecen oscilar entre límites bien definidos. Además, los datos de F00 aportan casos en los que las proporciones de elípticas y lenticulares son similares y que no se daban en la muestra que aquí se está estudiando.

Si se analiza únicamente la relación entre lenticulares y elípticas (Figura 3.9), se observa un hecho notable. Al igual que en se veía en F00, en la muestra presente hay dos grupos de cúmulos con relaciones  $N_{S0}/N_E$  claramente diferenciadas. Los cúmulos con baja proporción de lenticulares presentan valores similares independientemente del *redshift*. Por el contrario, la

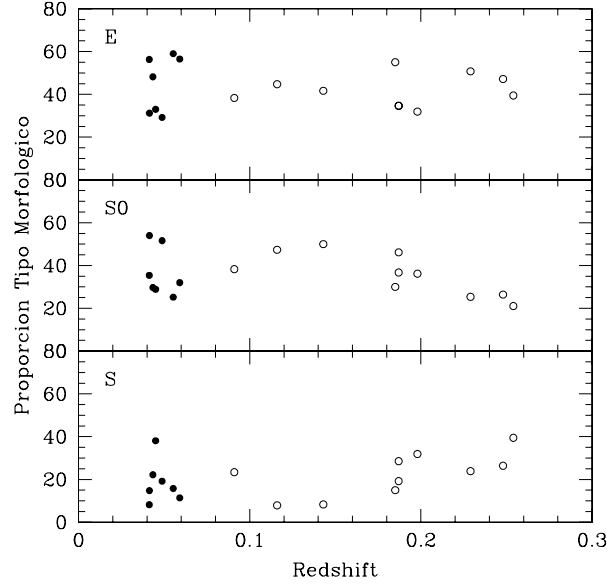


Figura 3.8: Fracción de cada tipo morfológico en función del *redshift*. Los puntos corresponden a los cúmulos de esta Tesis (galaxias con  $M_V \leq -19.5$  a menos de 0.5 Mpc) y los círculos a los cúmulos de Fasano et al. (2000).

concentración de lenticulares de los cúmulos con alta densidad de este tipo morfológico es menor al aumentar el *redshift*, siguiendo la tendencia encontrada por D97.

Sin embargo, este resultado no puede interpretarse desde el punto de vista evolutivo ya que la diferencia de edad entre los cúmulos más alejados de la muestra presente y los cúmulos más próximos de la muestra de F00 es menor que el rango de edades dentro de esta última, por lo que el cambio tendría que ser más acusado dentro de la muestra de F00.

### 3.4. Resumen y Conclusiones

Una parte fundamental para el estudio de la evolución de las galaxias en los cúmulos es conocer contenido en tipos morfológicos de los mismos. Esta es una tarea que actualmente trata de automatizarse para poder trabajar con las grandes masas de datos que generan los instrumentos de última generación. Sin embargo, la clasificación visual sigue siendo necesaria para poder establecer una relación entre unas y otras lo que permita hacer comparaciones con todos los trabajos previos.

Por este motivo se clasificaron visualmente las galaxias más brillantes de cada uno de los cúmulos de la muestra ( $N \lesssim 2700$ , completo en toda la muestra hasta  $M_V \sim -18$ ). Dicha clasificación se basó tanto en la apariencia visual de las galaxias como en los perfiles de brillo en los casos de duda. Este puede ser el motivo por el que, a pesar de seguir los criterios indicados en Dressler (1980a) para llevar a cabo la clasificación, las discrepancias con este autor son de  $\sim 14\%$  en una división de tipos E/S0/S. La mayor discrepancia se da con las galaxias lenticulares con un factor de 0.70 entre las galaxias clasificadas como lenticulares en esta Tesis y las que D80 clasificó como tal. Este es un ejemplo más de las dificultades que implica la clasificación de este tipo de galaxias.

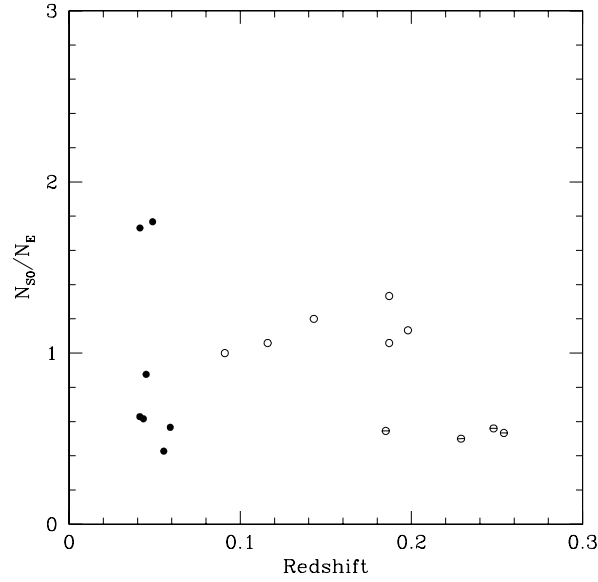


Figura 3.9: Relación  $N_{S0}/N_E$  en función del *redshift*. Los puntos corresponden a los cúmulos de esta Tesis (galaxias con  $M_V \leq -19.5$  a menos de 0.5 Mpc) y los círculos a los cúmulos de Fasano et al. (2000). De estos últimos, se han marcado con una línea interna los cúmulos con alta concentración de elípticas (*HEC*), mientras que los círculos huecos representan los *LEC* o cúmulos con baja concentración de elípticas.

Si no se hace ningún tipo de corrección, los resultados brutos están dominados por las galaxias espirales, gran parte de las cuales son galaxias de fondo. Si se limita el análisis a las galaxias de la región central ( $R < 500kpc$ ) y más brillantes ( $M_V \leq -19.5$ ) los 7 cúmulos que aquí se estudian se pueden clasificar en tres grupos dependiendo del tipo dominante: cúmulos ricos en elípticas (Abell 147, Abell 2457, Abell 2593 y Abell 2626); cúmulos ricos en lenticulares (Abell 193 y Abell 2589); y un cúmulo rico en espirales (Abell 168). Esta clasificación se basa en la comparación de la proporción del tipo más abundante con el mismo tipo del resto de cúmulos. En ninguno de los casos se aprecia ninguna relación con el *redshift*, lo que podría indicar algún sesgo en la clasificación debido a las diferencias en tamaño angular de galaxias de igual tamaño lineal.

La comparación con otros trabajos de contenido galáctico a bajo *redshift* da lugar a resultados similares una vez aplicada una transformación que tenga en cuenta las diferencias en el proceso de clasificación. Esto parece apuntar a la existencia de discrepancias sistemáticas entre las clasificaciones obtenidas por diferentes autores. Como ya se ha comentado la principal diferencia es una mayor proporción de lenticulares en la clasificación de D80 (que también se da al comparar la clasificación de Fasano et al. (2000) con la de la colaboración MORPHS a la que pertenece el artículo de Dressler et al. (1997)).

Cuando se comparan los resultados con muestras de cúmulos ricos a  $z > 0.1$  (Dressler et al. (1997); Fasano et al. (2000)) se encuentra que la proporción  $N_{S0}/N_E$  en los cúmulos en los que es baja apenas cambia con el *redshift*, mientras que en los cúmulos con valores altos de  $N_{S0}/N_E$  ésta aumenta al disminuir la velocidad de recesión. Sin embargo, el pequeño número de estos últimos (2) dentro de la muestra de la Tesis y el excesivo cambio con el *redshift* que implica al comparar con los datos de F00, demasiado grande para poder ser explicado por factores

evolutivos, únicamente son útiles porque no contradicen la hipótesis evolutiva.

## Bibliografía

- Andreon, S., Davoust, E., Michard, R., Nieto, J.-L. & Poulain, P. 1996, *A&AS*, 116, 429
- van den Bergh, S. 1960, *Publications of the David Dunlap Observatory*, 2, 159
- van den Bergh, S. 1997, *AJ*, 113, 2054
- Conselice, C. J., Gallagher, J. S. & Wyse, R. F. G. 2001, *ApJ*, 559, 791
- Conselice, C. J. 2002, *ApJ*, 573, L5
- Djorgovski, S. & Davis, M. 1987, *ApJ*, 313, 59
- van Dokkum, P. G., Franx, M., Fabricant, D., Illingworth, G. D. & Kelson, D. D. 2000, *ApJ*, 541, 95
- Dressler, A. 1980, *ApJS*, 42, 565
- Dressler, A. 1980, *ApJ*, 236, 351
- Dressler, A., Lynden-Bell, D., Burstein, D., Davies, R. L., Faber, S. M., Terlevich, R., & Wegner, G. 1987, *ApJ*, 313, 42
- Dressler, A. et al. 1997, *ApJ*, 490, 577
- Faber, S. M. & Gallagher, J. S. 1976, *ApJ*, 204, 365
- Fabricant, D., Franx, M., & van Dokkum, P. 2000, *ApJ*, 539, 577
- Fasano, G., Poggianti, B. M., Couch, W. J., Bettoni, D., Kjærgaard, P. & Moles, M. 2000, *ApJ*, 542, 673
- Hubble, E. P. 1926, *ApJ*, 64, 321
- Liske, J., Lemon, D. J., Driver, S. P., Cross, N. J. G., & Couch, W. J. 2003, *MNRAS*, 344, 307
- Morgan, W. W. 1958, *PASP*, 70, 364
- Morgan, W. W. 1962, *ApJ*, 135, 1
- Oemler, A. J. 1974, *ApJ*, 194, 1
- Roberts, M. S. & Haynes, M. P. 1994, *ARA&A*, 32, 115
- Saglia, R. P., Bertschinger, E., Baggle, G., Burstein, D., Colless, M., Davies, R. L., McMahan, R. K. & Wegner, G. 1993, *MNRAS*, 264, 961
- Smail, I., Dressler, A., Couch, W. J., Ellis, R. S., Oemler, A. J., Butcher, H. & Sharples, R. M. 1997, *ApJS*, 110, 213
- Terlevich, R., Davies, R. L., Faber, S. M. & Burstein, D. 1981, *MNRAS*, 196, 381
- Tully, R. B. & Fisher, J. R. 1977, *A&A*, 54, 661
- Vaucouleurs, G. de 1959, *Handbuch der Physik*, 53, 275
- Visvanathan, N. & Sandage, A. 1977, *ApJ*, 216, 214
- Whitmore, B. C., Gilmore, D. M. & Jones, C. 1993, *ApJ*, 407, 489
-



## Capítulo 4

# Función de Luminosidad



## 4.1. Introducción

La Función de Luminosidad (FL, desde ahora) es una de las herramientas fundamentales en estudios tanto de evolución galáctica como cosmológicos, por las restricciones que impone a las teorías de uno y otro campo. La forma en la que se distribuyen las galaxias en función de su luminosidad depende a su vez de las condiciones iniciales (teorías cosmológicas) y de la evolución de las galaxias. Esta evolución está determinada por la evolución pasiva (teorías de evolución estelar) así como por los efectos de interacción con el medio. Estos últimos son particularmente importantes en medios densos como las regiones internas de los cúmulos de galaxias donde la probabilidad de colisión es mayor (aunque la mayor velocidad de impacto hacen que las consecuencias sean menores que en regiones menos densas donde las velocidades relativas son menores). Fenómenos como las fuerzas de marea ejercidas por el conjunto del cúmulo sobre cada una de las galaxias (*tidal stripping*), fusiones de galaxias (*mergers*), canibalismo (formación de galaxias cD) o pérdida de materia por interacción con el medio intergaláctico (*ram pressure*) son algunos de los factores que afectan a la evolución de las galaxias y sus luminosidades. Por este motivo el conocimiento detallado de la distribución de luminosidades de las galaxias puede ser importante a la hora de estimar el peso relativo de cada uno de estos factores en la evolución de las galaxias en los cúmulos.

El estudio de la FL se puede dar en dos sentidos. Uno centrado en el estudio de las galaxias de campo (p.e Felten, 1977) y el otro centrado en galaxias de grupos o cúmulos (Rood, 1969; Oemler, 1974; Dressler, 1978; Thompson & Gregory, 1980; Binggeli, Sandage & Tammann, 1985; De Propris et al., 2003). La ventaja de este último caso es que la determinación de la FL no es tan dependiente de conocer la distancia individual de cada una de las galaxias, especialmente en el rango de magnitudes más brillantes del cúmulo, y basta con suponer que todas se encuentran a la misma distancia. Como se verá más adelante, al tratar de incluir galaxias más débiles del cúmulo el problema de la contaminación por galaxias que no pertenecen a él hacen la tarea más complicada.

El estudio de la FL de los cúmulos comienza a principios de siglo con los trabajos de Hubble & Humason (1931). Los resultados que obtiene se podían ajustar a una FL de tipo gaussiano. Con las dos grandes compilaciones de cúmulos de galaxias posteriores llevadas a cabo por Abell (1958) y Zwicky et al. (1961) se comprobó que Hubble había subestimado el número de galaxias débiles. Ambos proponen sus respectivas formas de representación analítica de la FL de las galaxias :

$$\text{Zwicky : } \langle n_{cl} \rangle (\Delta m) = k(10^{\Delta m/5} - 1)$$

$$\text{Abell (1965) : } \begin{cases} \log N(\leq m) = K_1 + s_1 m & \text{si } m < m^* \\ \log N(\leq m) = K_2 + s_2 m & \text{si } m \geq m^* \end{cases}$$

En la fórmula de Zwicky,  $\langle n_{cl} \rangle$  es el número medio de galaxias en el rango  $\Delta m$  entre la magnitud de la galaxia más brillante y  $m$ , mientras que  $k$  es una constante típica de cada cúmulo. Por su parte, en la formulación de Abell  $K_1, K_2, s_1, s_2$  son constantes y  $m^*$  es una magnitud característica que indica el punto en el que la pendiente de la FL logarítmica cambia. Sin embargo, estas expresiones se verían superadas por la propuesta por Schechter (1976) que acabaría convirtiéndose en el estándar utilizado en los estudios de la Función de Luminosidad. Schechter propone la siguiente expresión para describir analíticamente la distribución de galaxias en función de la luminosidad:

$$\text{Schechter (1976) : } n_c(L)dL = n^*(L/L^*)^\alpha e^{-L/L^*} d(L/L^*) \quad (4.1)$$

donde  $n_c$  es el número de galaxias del cúmulo por unidad de volumen que tienen luminosidades entre  $L$  y  $L + dL$ ,  $L^*$  es una luminosidad característica que indica el punto en el que la FL cambia bruscamente su pendiente,  $\alpha$  es el exponente de la ley de potencias a la que tiende asintóticamente la FL hacia luminosidades más bajas, y  $n^*$  es una constante de normalización relacionada con la densidad de galaxias. Una de las propiedades de esta forma funcional es que permite calcular fácilmente la luminosidad total de un cúmulo:

$$L_{\text{cúmulo}} = \int_0^\infty L n_c(L) dL = n^* \Gamma(\alpha + 2) L^* \quad (4.2)$$

donde  $\Gamma$  es la función matemática Gamma.

Si en lugar de utilizar luminosidades se utilizan magnitudes la expresión 4.1 se transforma en:

$$\text{Schechter (1976)} \quad : \quad \phi_c(M) dM = (e\phi^*) 10^{0.4(1+\alpha)(M^*-M)} e^{-10^{0.4(M^*-M)}} dM \quad (4.3)$$

donde ahora  $\phi$  representa el número de galaxias por unidad de volumen y de magnitud,  $M^*$  es la magnitud correspondiente a  $L^*$  y  $\phi^*$  es la densidad de galaxias con magnitud  $M^*$ .

La función de Schechter se ha mostrado como la representación analítica que mejor se ajusta a la distribución real de luminosidades de las galaxias. Además, dicha representación se ha comprobado válida tanto en galaxias de campo como en galaxias de cúmulos, aunque con parámetros ligeramente diferentes. De Proprijs et al. (2003) presenta una lista de la determinación de los parámetros  $\alpha$  y  $M^*$  en una serie de 9 trabajos sobre cúmulos de galaxias la mayor parte de ellos posteriores a 1996. Los parámetros toman los valores  $-0.94 \leq \alpha \leq -1.50$  y  $-19.7 \leq M_B \leq -21.24$ . Esta elevada incertidumbre procede de los problemas que surgen con los datos en los extremos de la FL. En el extremo brillante, el pequeño número de galaxias que lo puebla aumenta los errores estadísticos. Mientras, en el extremo más débil los inconvenientes se deben a la falta de completitud y a la contaminación por galaxias más alejadas.

Por otro lado, las desviaciones de la función de Schechter más allá de los errores de medida no son infrecuentes. De hecho, la principal discrepancia se produce con las galaxias más brillantes cuyo número es más elevado del que se esperaría de las simples leyes estadísticas si su existencia siguiese la distribución propuesta por Schechter (Dressler, 1978). La explicación más generalizada sobre esta discrepancia es que las galaxias más brillantes tienen una evolución diferente al resto de galaxias de los cúmulos y su luminosidad tan extrema es debida a procesos de canibalismo galáctico por los cuales van aumentando de tamaño y luminosidad al ir incorporando material procedente de galaxias completas (Ostriker & Hausman, 1977) o a partir de gas intergaláctico que cae al centro de los cúmulos según se va enfriando (Fabian, 1994).

Otro punto interesante sobre la FL es su universalidad, es decir, ¿existe una FL común para todas las galaxias del Universo o, por el contrario, la FL varía en función de factores como las propiedades de las galaxias (variación de la FL con el tipo morfológico) o de la densidad del medio (FL diferentes entre el campo y los cúmulos o incluso entre cúmulos)?

El estudio en profundidad del cúmulo de Virgo llevado a cabo por Sandage y colaboradores, dejó patente que las galaxias de distintos tipos morfológicos seguían funciones de luminosidad diferentes Sandage, Binggeli & Tammann (1985). Esto ha llevado a los autores del estudio (Binggeli, Sandage & Tammann, 1988) a descartar la universalidad de la FL ya que la fracción de galaxias de distintos tipos morfológicos varía de unos ambientes a otros (Relación Morfología-Densidad ; Dressler 1980b) e incluso varía de unos cúmulos a otros. Sin embargo, Andreon (1998) parece encontrar que lo que sí es universal es la FL de cada tipo morfológico, incluso

comparando cúmulos ricos y pobres. Mas recientemente, De Propris et al. (2003) muestran que para tipos espectrales intermedios y galaxias con formación estelar la FL de los cúmulos y del campo son muy parecidas. Por el contrario, la FL de las galaxias de tipos espectrales tempranos muestra un ligero desplazamiento hacia luminosidades más altas, dando lugar a una diferencia significativa entre la FL de las galaxias de este tipo en cúmulos y en el campo.

Uno de los puntos más común en el estudio de cúmulos de galaxias es obtener la distribución de magnitudes aparentes por unidad de ángulo sólido. Ésta está directamente relacionada con la FL del cúmulo, es decir, con la distribución de galaxias del cúmulo por unidad de volumen y por intervalo de magnitud absoluta. Sin embargo, el paso de la distribución de galaxias proyectada por intervalo de magnitud aparente (lo que se observa) a la Función de Luminosidad (lo que tiene relevancia física) no es simple y directo y hay que tener en cuenta una serie de consideraciones. En primer lugar, al no tener información en la dirección radial lo que se observa es la proyección sobre un plano de la distribución tridimensional del cúmulo, por lo que la densidad superficial que se mide dependerá tanto de la distribución espacial de la densidad volumétrica como de la dirección en la que se observe dicha distribución. Un mismo cúmulo visto desde distintas posiciones da lugar a cúmulos proyectados con diferentes densidades superficiales. En segundo lugar, está el problema de la contaminación por galaxias de fondo que se trata con más detalle en la sección siguiente.

Por todo esto, la comparación de las distribuciones entre distintos cúmulos no es una comparación directa de las Funciones de Luminosidad y es necesario tomar con cautela dichas comparaciones a la hora de extraer conclusiones relativas a las funciones de luminosidad reales.

## 4.2. Distribución de Magnitudes Aparentes

Antes de analizar la función de luminosidad de los cúmulos de la muestra es conveniente estudiar los factores que influyen en la distribución de magnitudes aparentes en una región cualquiera del cielo. Hay que recordar que para obtener la FL de un cúmulo se parte de la distribución en magnitudes aparentes del campo en el que se encuentra y con una serie de hipótesis se construye una submuestra de galaxias a las que se les asigna una alta probabilidad de pertenecer al cúmulo. A este subconjunto de galaxias se le aplica el módulo de distancia, bajo las hipótesis de que el *redshift* del cúmulo es indicativo de su distancia y de que el tamaño del cúmulo es despreciable frente a la distancia que nos separa de él, para construir la FL final del cúmulo.

A lo largo de esta sección se comentarán algunos de los factores que pueden influir en la distribución de magnitudes aparentes y que, por ello, afectan directamente a la forma de la FL del cúmulo. Uno de los objetivos de este análisis es ver hasta qué punto son comparables las funciones de luminosidad que se encuentran para diversos cúmulos.

En primer lugar, los factores que afectan a las cuentas que se obtienen de una región del cielo son de dos tipos: de origen astronómico y de origen técnico.

A continuación se exponen con más detalle estos factores:

**Astronómicos** Son aquellos relacionados con la distribución real o aparente de objetos astronómicos tanto galaxias y estrellas. Estos pueden subdividirse en :

**Estrellas** En el estudio de cúmulos de galaxias las estrellas son fuente de contaminación cuando se quiere estudiar una población del cúmulo cuyo tamaño aparente se acerca al límite de resolución de la imagen. A qué población corresponda esto depende de

la distancia a la que se encuentre el cúmulo y de las condiciones de observación (instrumentación y *seeing*).

**Locales del cúmulo** Propiedades como la riqueza del cúmulo, su población de galaxias, lo compacto que sea, su tamaño y orientación,..., van a afectar a las cuentas de un campo. Ahora bien, en nuestro caso son precisamente esas características del cúmulo en las que estamos interesados y queremos aislar lo mejor posible del resto de factores.

**Galaxias proyectadas** La población de galaxias que no pertenecen al cúmulo pero que se proyectan en la misma región que el cúmulo son el principal problema con el que nos encontramos al estudiar un cúmulo. Incluso con medidas de velocidad de recesión pueden surgir dudas de que una galaxia pertenezca o no a un cúmulo. Pero cuando no hay información espectroscópica la dificultad aumenta enormemente. La población de galaxias proyectadas puede subdividirse en dos:

**Población homogénea** Si atendemos al principio de homogeneidad del Universo a gran escala, según estemos muestreando un volumen mayor del Universo la población de las regiones más extensas se esperaría que fuese homogénea e isótropa. En tal caso, la distribución de los diferentes parámetros aparentes (tamaños, magnitudes) de las galaxias sería la misma independientemente de la dirección de observación. Sin embargo, conocer exactamente cómo es dicha distribución *a priori* no es fácil ya que al aumentar el volumen de Universo que observamos, también estamos variando las condiciones locales de la población de galaxias que vamos añadiendo debido a que observamos el Universo en etapas de su historia diferentes, por lo que es necesario incluir factores cosmológicos (variación de escalas que dependen del modelo cosmológico) y factores evolutivos.

**Población de estructuras a gran escala** Por otro lado, se sabe que las galaxias no se distribuyen de forma homogénea por lo menos hasta escalas de decenas de Mpc, que son los tamaños característicos de supercúmulos y grandes vacíos. Por lo tanto, la población de galaxias proyectadas va a depender de la distribución de dichas superestructuras y la población de galaxias proyectadas deja de ser independiente de la dirección de observación.

**Extinción galáctica** En cualquier estudio fotométrico a escala galáctica o extragaláctica hay que tener en cuenta la extinción de la materia interestelar de la Vía Láctea. Además de la extinción por material distribuido de manera más o menos uniforme, también hay que tener presente la posibilidad de nubes de material interestelar se interpongan en la dirección de observación.

**Técnicos** Son aquellos relacionados con las condiciones de observación, los métodos de clasificación automática y de medición. Los más importantes son:

**Condiciones de observación** Las condiciones de observación son determinantes a la hora de obtener las cuentas en un campo, especialmente el *seeing* y la extinción. El primero va a limitar el rango de tamaños de galaxias en el que tendremos la seguridad de no confundir estrellas con galaxias, y el segundo va a determinar el rango de luminosidades en el que no habrá problemas de completitud. Ambos parámetros condicionarán el conocimiento de la región más débil de la FL de un cúmulo.

**Procesos de medida** Los criterios de detección así como la medición de los distintos parámetros fotométricos de cada detección encontrada en un campo afectan directamente tanto al número como a la distribución de las cuentas.

**Procesos de selección** Una vez hechas las medidas de cada objeto, son éstas las que recogen toda la información de la que van a disponer los sistemas de análisis (incluidas las personas). Por esto es tan importante que las medidas se acerquen al máximo a la realidad y que exista el mayor número posible de parámetros que describan de la manera más completa cada objeto. A partir de éstas medidas y siguiendo una serie de criterios de selección los objetos son clasificados de manera automática. La clasificación será tanto más adecuada cuanto mayor sea la separación de las diferentes clases en el espacio de parámetros disponible. Sin embargo, es muy difícil no encontrar una región de dicho espacio que no esté poblada por más de un tipo de objetos.

#### 4.2.1. Comentarios Generales

Bajo los puntos detallados en el apartado anterior se analizarán los resultados obtenidos para los 7 cúmulos de la muestra. La Figura 4.1, en la que se muestran las cuentas de los diferentes objetos de cada campo, será la referencia en el siguiente análisis<sup>1</sup>.

En primer lugar, se observa que los dos campos observados en peores condiciones de *seeing* (A2457 y A2626) son los que presentan problemas completitud a magnitudes aparentes más brillantes, mientras que los aquellos en los que el *seeing* fue mejor (A2589 y A2593) comienzan a mostrar indicios de incompletitud en objetos 1 magnitud más débil.

Si se comparan las distribuciones de las estrellas entre los cúmulos de la muestra se comprueba que aquellos campos más próximos angularmente comparten distribuciones semejantes, consecuencia de que se muestrean zonas próximas de la Vía Láctea. Sólo hay un caso en el que no se cumple esta regla y es el campo A2626. La distribución de las estrellas de este campo se aproxima más a la distribución de A2457 del que le separan más de 24 grados que a la de A2593, campo que está a poco más de 7 grados. La influencia del *seeing* para magnitudes aparentes más brillantes que  $m_V \sim 20$  puede descartarse ya que, tal y como queda reflejado en la Figura 2.4 la separación estrella-galaxia utilizando parámetros como el área isofotal o el máximo de emisión es clara para magnitudes más brillantes que ese límite.

Si se continua analizando la distribución de las estrellas se comprueba como en cuatro campos (A2457, A2589, A2593, A2626) la pendiente se mantiene hasta el último intervalo, lo que daría consistencia a la separación estrella-galaxia. Los otros 3 campos (A147, A168, A193) presentan un cambio de pendiente en torno a  $m_V \sim 20$ , que dado que los tres se encuentran bastante cerca angularmente podría ser un efecto real.

Por último, comentar que la mayor densidad de estrellas en A2457 está de acuerdo con su posición en el cielo en cuya dirección se atraviesan regiones más internas de la Vía Láctea que en el resto de campos.

Estos resultados dan consistencia a la clasificación estrella-galaxia que se ha utilizado para generar los catálogos de cada campo.

En cuanto a la distribución de galaxias en función de las magnitudes aparentes quedan patentes las diferencias entre los dos extremos de la distribución. En el extremo más brillante domina la población del cúmulo correspondiente a cada campo, aunque como se verá más adelante, la contaminación relativa en el intervalo más brillante puede incrementarse. Por el contrario, el extremo más débil de la distribución presenta una pendiente bastante constante consecuencia de la mayor proporción de galaxias proyectadas.

---

<sup>1</sup>En los catálogos de galaxias utilizados para generar estas gráficas se han incluido las galaxias con *redshift* conocido y  $|z - z_{\text{cúmulo}}| > 0.005$ , que fueron excluidas al construir los catálogos *Mcat* y *Dcat*.

---

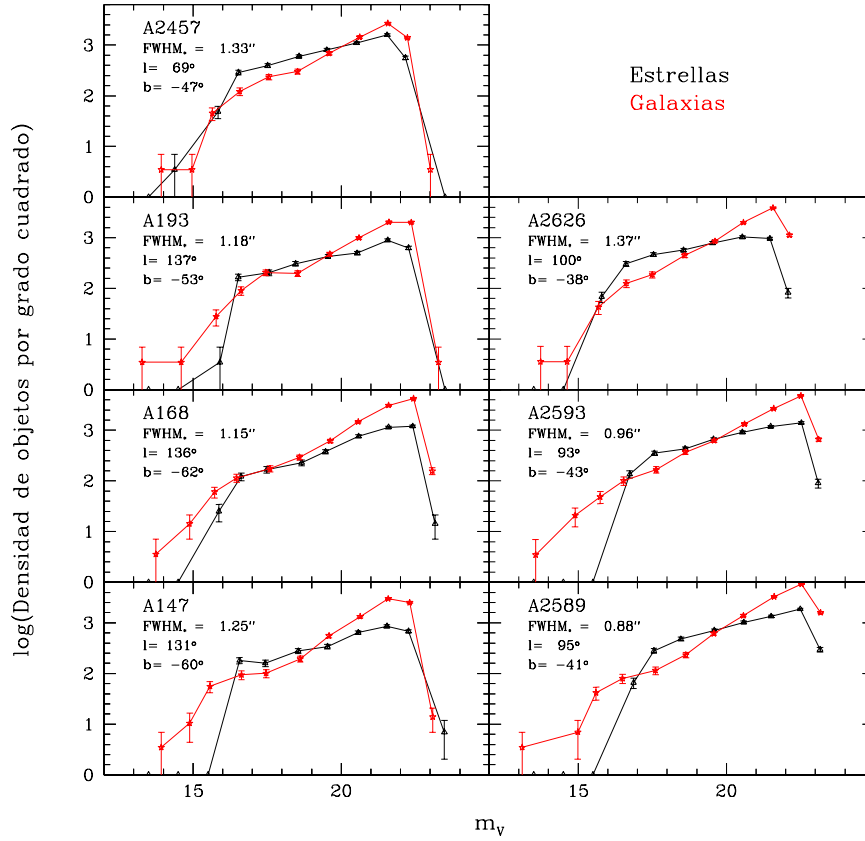


Figura 4.1: Densidad angular de objetos en función de la magnitud aparente. Para cada campo se indica la *FWHM* estelar y las coordenadas galácticas.

#### 4.2.2. Estimación de la Contaminación de Fondo

A la hora de transformar la distribución en magnitudes aparentes de un campo en la Función de Luminosidad de un cúmulo es necesario saber qué galaxias del campo pertenecen a dicho cúmulo. Hasta la fecha la forma más fiable para conseguir esto es tomando espectros de todas las galaxias del campo que permitan calcular sus velocidades de recesión. A las dificultades prácticas de llevar esto a cabo hay que añadir las incertidumbres que se derivan de las velocidades peculiares de las galaxias, lo que implica que incluso en el caso ideal de tener las velocidades de recesión de todas las galaxias de un cúmulo se darían situaciones en las que sería difícil establecer con seguridad la pertenencia de una galaxia a un cúmulo. Pero, como se ha dicho, esa sigue siendo la fuente más fiable para saber qué galaxias tienen mayor probabilidad de no pertenecer al cúmulo. Hasta tener los datos que aporte el proyecto *WINGS* en su fase de obtención de datos espectroscópicos, es necesario utilizar las velocidades que hay en la literatura para lo cual se utilizó la Base de Datos Extragalácticos de la NASA/IPAC (*NED*<sup>2</sup>). Del conjunto de galaxias con *redshift* conocido se eliminaron aquellas con  $|z - z_{\text{cúmulo}}| > 0.005$  y  $m_V < 15.3$ .

<sup>2</sup>La Base de Datos Extragalácticos (NED) está mantenida por el Jet Propulsion Laboratory, California Institute of Technology, bajo contrato con la National Aeronautics and Space Administration (EE.UU.).

Esta segunda condición se impuso para evitar superposiciones con correcciones que se van a hacer posteriormente y que se basan únicamente en la distribución de magnitudes aparentes.

Pero la mayoría de los estudios de la función de luminosidad de cúmulos de galaxias se basan únicamente en datos fotométricos y una de las formas más comunes de estimar la contaminación de galaxias proyectadas es estudiando la distribución de magnitudes en regiones próximas a cada cúmulo (p.e. Oemler, 1974). La distancia de este campo de referencia tiene que ser tal que evite las regiones más externas del cúmulo pero al mismo tiempo no ha de ser muy grande para evitar variaciones del fondo. Ésta es una corrección estadística en la que se supone que en cada intervalo de magnitud el exceso de cuentas del campo original respecto al campo “vacío” es debido a las galaxias del cúmulo. La desventaja de este método es que si una exposición no alcanza las regiones más externas del cúmulo es necesario realizar exposiciones independientes de tantos campos “vacíos” como cúmulos se quieren estudiar. En el caso de un proyecto con una muestra tan amplia como *WINGS*, este método se vuelve impracticable por la presión que existe sobre el tiempo de observación.

Una forma de solucionar este problema es recurrir a medidas realizadas por otros autores controlando que los efectos de las diferencias en instrumentación, metodología y condiciones de observación no afecten mucho al resultado. Afortunadamente para el proyecto *WINGS* se ha realizado un *survey* de profundidad media de una superficie de 37.5 grados cuadrados denominado “The Millennium Galaxy Catalogue” (*MGC*; Liske et al., 2003), con el añadido de que utilizaron la misma *WFC* del INT y la única diferencia importante es el uso de un filtro B de Kitt Peak, a diferencia del filtro B de Harris utilizado en las observaciones del proyecto *WINGS*.

Gracias a este catálogo se tiene acceso a una distribución bastante adecuada de las galaxias de fondo que se muestra en la Figura 4.2. Para hacer la transformación a magnitudes en banda V de Johnson se utilizó un índice de color medio  $\overline{(B - V)} = 0.94$  tomado de la misma referencia.

El rango en el que esta corrección es aplicable abarca de  $m_V \sim 15.3$  hasta  $m_V \sim 22.8$  y es independiente de cualquier otra propiedad de las galaxias como el *redshift* o el color, de ahí que haya que tener cuidado a la hora de aplicar varias correcciones en un mismo campo para evitar sobrestimar la contaminación por galaxias proyectadas lo que supondría un déficit artificial del número de galaxias del cúmulo.

Existen argumentos que indican que este tipo de substracción tiende a subestimar la contaminación sobre todo a magnitudes más altas lo que puede afectar directamente a la determinación de la constante  $\alpha$  de la función de Schechter que describe la evolución de la FL a bajas luminosidades (Valotto, Moore & Lambas, 2001).

Otro método que también se utiliza se basa en los colores de las galaxias. La idea central de este método es que las galaxias adquieren colores más rojos cuanto más alejadas están debido al efecto K cosmológico (Pence, 1976; Poggianti, 1997). En la Figura 4.3 se muestran las correcciones K y por efectos evolutivos de 4 modelos de galaxias que calcula Poggianti (1997). La corrección K del índice  $(B - V)$  (línea negra discontinua) es mayor que cero en las galaxias elípticas hasta  $z \sim 2$  mientras que las espirales tienen correcciones K negativas a  $z \gtrsim 1$ . La autora también calcula correcciones basadas en modelos de evolución estelar (líneas punteadas). En todos los casos, éstas dan lugar a colores más azules cuanto más alejada (joven) es la galaxia, lo que implica que el enrojecimiento debido a la corrección K queda parcialmente compensado lo que resta efectividad a este método. Sin embargo, tal y como apunta la autora, las correcciones en el caso de las galaxias elípticas son aplicables a galaxias luminosas ya que se utiliza modelos con alta metalicidad. Por lo tanto, teniendo en cuenta todo lo anterior y según se ve en la Figura 4.3, hasta  $z \sim 0.5$  los 4 tipos morfológicos modelados presentan colores más rojos al aumentar el *redshift*. A partir de este punto, las espirales se muestran más azules cuanto más

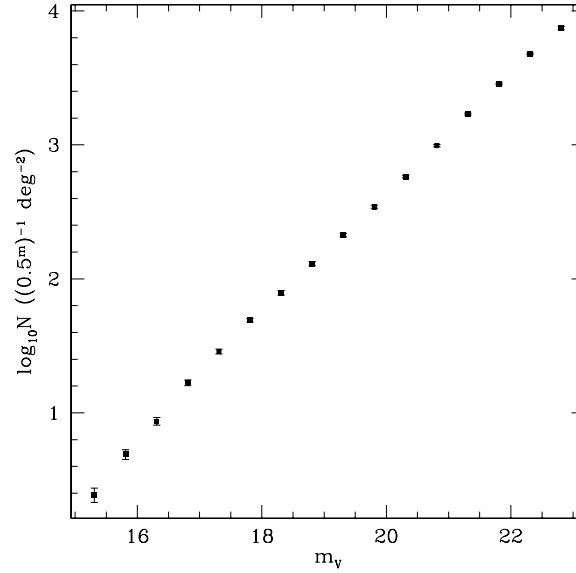


Figura 4.2: Número de galaxias de fondo por intervalo de  $0.5^m$  y por grado cuadrado (*MGC*; Liske et al., 2003).

alejadas están mientras que las elípticas aún tendrán correcciones positivas hasta  $z \sim 0.8 - 0.9$ . Las galaxias más alejadas de cualquier tipo mostrarían colores más azules que sus contrapartidas locales. Estas son las restricciones a este método que en nuestro caso no lo son tanto dado que se trabaja con cúmulos próximos y las galaxias a más alto *redshift* pueden eliminarse por consideraciones de tamaño y luminosidad con más fiabilidad que con los colores. De hecho, las mayores correcciones se dan en el rango de *redshift* donde los criterios geométricos no son adecuados.

Pero para poder aprovecharse de este cambio en los colores de las galaxias es necesario establecer una referencia con los colores de las galaxias del cúmulo. Esta referencia la ofrece la relación lineal entre magnitud absoluta y color que siguen las galaxias de tipos tempranos (Relación Color-Magnitud) que en el caso de los cúmulos suele detectarse con gran facilidad en un diagrama que enfrente a esos dos parámetros (sobre esta relación y los colores de las galaxias se hablará con más detenimiento en el capítulo siguiente). Dado que las elípticas son al mismo tiempo las galaxias con colores más rojos, la Relación Color-Magnitud se convierte en un límite superior del color que se espera para las galaxias de un cúmulo en cada rango de luminosidad. Esto ha llevado a diversos autores a utilizar este procedimiento para descartar galaxias que tienen una alta probabilidad de estar proyectadas en el campo de un cúmulo (p.e. Secker & Harris, 1997; Fasano et al., 2002).

Una diferencia respecto al método anterior es que esta forma de eliminar galaxias proyectadas introduce sesgos importantes ya que afecta principalmente galaxias de tipos tempranos. Como se explicó más arriba las galaxias de tipos tardíos además de presentar colores más azules tienen una corrección  $K$  que es menor e incluso puede llegar a ser negativa sobre el color (a la que habría que añadir las correcciones evolutivas), lo que hace muy complicado que galaxias de tipos tardíos proyectadas puedan ser detectadas de esta forma. Por el contrario, tiene la ventaja de poder reducir la contaminación por cúmulos o grupos de galaxias proyectados en los que dominan las galaxias de tipos tempranos y que, por tener carácter local, permanecen después de hacer la corrección por fondo promedio.



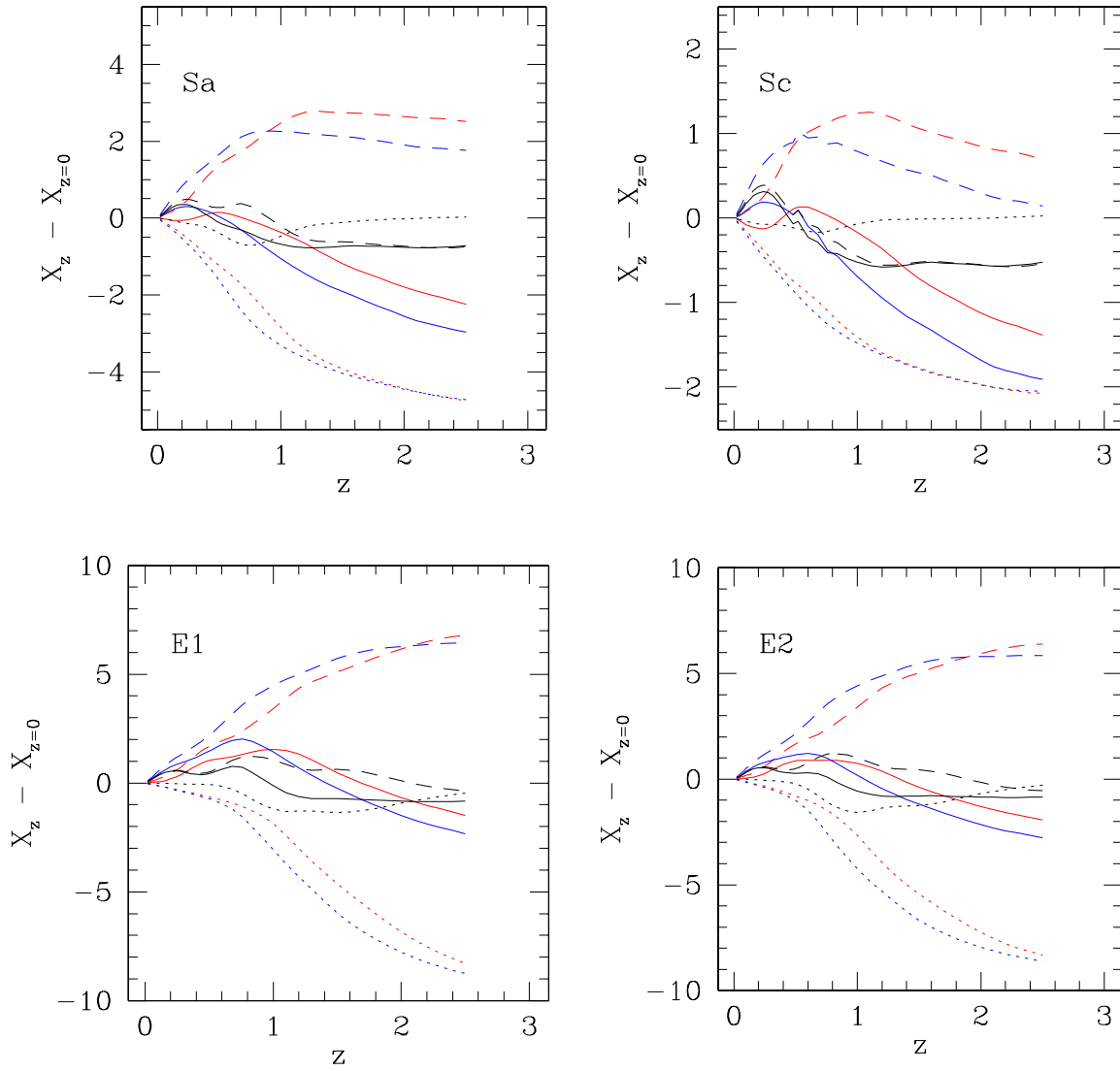


Figura 4.3: Corrección K y corrección por efectos evolutivos para 4 modelos de galaxias (Poggianti, 1997). Los modelos E1 y E3 se diferencian en los tiempos característicos de su formación estelar ( $\tau(E1) = 1 \text{ Gyr}$ ;  $\tau(E2) = 1.4 \text{ Gyr}$ ). Línea discontinua: Corrección K. Línea punteada: Corrección evolutiva. Línea continua: Corrección Global. Azul: Banda B. Rojo: Banda V. Negro: Índice  $(B - V)$ .

### 4.2.3. Substracción del Fondo de Galaxias

A partir de los métodos expuestos más arriba se decidió aplicar los siguientes criterios para substraer las galaxias de fondo:

1. Hasta  $m_V = 15.3$  la corrección se limita a descontar las galaxias con *redshift* conocido y más allá de 0.005 el *redshift* del cúmulo.
2. Entre  $m_V = 15.3$  y  $m_V = 23.3$  se utilizan los datos del *MGC* como valores del fondo de galaxias.

Para construir la función de distribución diferencial se siguió el siguiente proceso:

1. Se construyeron las funciones de frecuencia absolutas acumuladas tanto de los datos de cada cúmulo como de las cuentas del *MGC*, en orden creciente de magnitud aparente.
2. Cada una de dichas funciones acumuladas se muestreo a intervalos de  $0.1^m$  interpolando en los casos en los que fuese necesario. Como se verá más adelante la interpolación tiene “efectos secundarios” visibles en la región de altas luminosidades donde el número de galaxias es bajo. Estos efectos consisten en disminuir el número real (en una fracción pequeña pero apreciable) de galaxias en algunos intervalos y aumentarlo en otros, dejando de haber intervalos sin cuentas. Aunque esto se diferencia ligeramente de las cuentas reales, sin embargo, si se considera las funciones de frecuencias absolutas como probabilidades de que exista una galaxia hasta cierta magnitud este tratamiento resulta adecuado y además permite una comparación con otros cúmulos o con modelos analíticos (p.e. función de Schechter) más clara. Así también se evita que los histogramas de frecuencias no acumuladas que se utilizan comúnmente para representar las funciones de luminosidad sean menos dependientes de la asignación de los intervalos.
3. A la función de frecuencias acumulada de cada campo se le restó la del *MGC* escalada por el área del campo, dando como resultado una función de frecuencias acumuladas de las galaxias del cúmulo.
4. A partir de esta última se pueden construir las funciones de frecuencias diferenciales. Para ello basta con tener en cuenta que el número de galaxias en un intervalo de magnitudes dado es simplemente el número de galaxias que hay en el cúmulo hasta la magnitud más débil del intervalo menos el número de galaxias del cúmulo más brillantes que el límite más brillante del intervalo. Es decir, si  $F(m)$  es la función de frecuencias acumuladas y  $f(m)$  la función de frecuencias diferencial :

$$f(m_j) = F(m_{i+1}) - F(m_i) \quad ; \text{ donde } m_j = \frac{m_{i+1} + m_i}{2} \quad (4.4)$$

Dado que  $F(m)$  toma valores reales como consecuencia de la interpolación del paso 2, el número de galaxias  $f(m)$  también tomará valores reales lo que constituye una diferencia con lo que se obtendría si  $f(m)$  se construyese simplemente contando el número de galaxias encontrado en cada intervalo de magnitud.

5. El cálculo de los errores en cada intervalo se hizo sumando en cuadratura el error de la distribución del campo (suponiendo errores de Poisson) y el error de las cuentas del fondo del *MGC*. Éste último se pudo comprobar que seguía una relación aproximadamente lineal con la magnitud (con dos ajustes diferentes en dos rangos de magnitud) lo que permitió estimar el error a magnitudes diferentes de las que dan en sus tablas correspondientes.

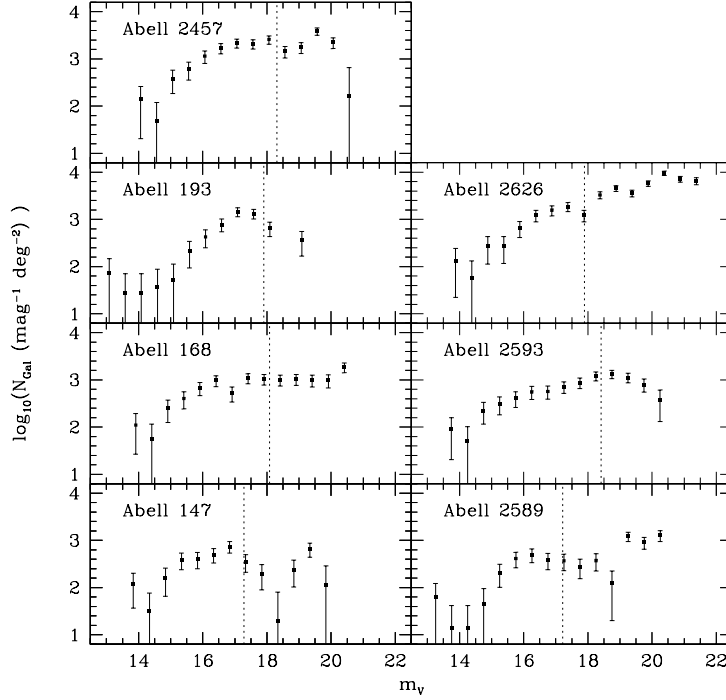


Figura 4.4: Densidad de galaxias por intervalo de magnitud aparente tras aplicar corrección por galaxias de fondo utilizando los datos de Liske et al. (2003). La línea vertical punteada indica la magnitud a las cuentas de Liske et al. suponen la mitad de las cuentas a esa misma magnitud.

Siguiendo estos pasos y utilizando un intervalo de  $0.5^m$  se construyó la Figura 4.4. Las cuentas se han normalizado por el área en grados cuadrados y por la anchura de cada intervalo de magnitud. También se ha indicado con una línea vertical punteada la magnitud aparente por encima de la cual el número de galaxias de fondo es más de la mitad del número de galaxias medidas en cada campo, es decir, el punto en el que las galaxias de fondo superan en número a las galaxias del cúmulo.

Antes de analizar los resultados tenemos que hacer notar los “efectos secundarios” de los que se hablaba en el paso 2. En ningún cúmulo hay intervalos vacíos, que darían valores de  $-\infty$ , aunque en la mayoría de los casos el segundo intervalo (en orden creciente de luminosidad) debería estarlo. Los casos más extremos son Abell 193 y Abell 2589 en los que la diferencia entre las dos galaxias más brillantes es mayor y en ellos el tercer intervalo también estaría vacío.

Si esto es tan llamativo en esta pequeña muestra de cúmulos es porque en todos existe una galaxia (o dos en el caso de Abell 147) que son mucho más brillantes que el resto y que rompen claramente la tendencia de las funciones de distribución a magnitudes más débiles. Esto se analizará con más detalle en la próxima sección, centrada en las funciones de luminosidad.

En la región de magnitudes débiles el comportamiento es diverso entre la muestra. Aquí hay que comentar que aquellos intervalos en los que la corrección de fondo superaba las cuentas del campo total se han eliminado, de ahí el espacio entre los dos últimos intervalos de Abell 193. En general, la línea que marca el dominio de las cuentas de fondo supone el comienzo de un comportamiento más errático de algunas distribuciones como los casos de Abell 147, Abell 193,

Cúmulo	<i>redshift</i>	kpc/''	MD
Abell 147	0.0434	0.798	36.26
Abell 168	0.0450	0.825	36.34
Abell 193	0.0485	0.889	36.51
Abell 2457	0.0591	1.065	36.97
Abell 2589	0.0416	0.767	36.18
Abell 2593	0.0415	0.765	36.18
Abell 2626	0.0551	0.997	36.79

MD: Módulo de distancia.

Tabla 4.1: Relaciones entre distancias angulares y lineales comóviles.

Abell 2457 y Abell 2589. El aumento brusco en el número de galaxias de este último cúmulo a baja luminosidad puede estar relacionado con lo que parece ser un cúmulo rico lejano. Los otros 3 cúmulos presentan evoluciones más nítidas: Abell 168 apenas cambia, Abell 2593 decrece suavemente y Abell 2626 crece hasta  $m_V \sim 20.5$ , algo que no muestran con tanta claridad ningún otro cúmulo. Esto último era de esperar ya que el campo de Abell 2626 está contaminado por el cúmulo próximo Abell 2625 y por otro cúmulo a  $z \sim 0.81$ . Si la causa principal fuese el primero de ellos esto implicaría que las regiones más externas de dicho cúmulo ( $R \sim 2.5$  Mpc) están densamente pobladas por galaxias débiles.

### 4.3. Función de Luminosidad

#### 4.3.1. Función de Luminosidad Global

Hasta ahora se ha tratado con distribuciones en magnitudes aparentes por unidad de ángulo sólido, sin embargo, lo que realmente interesa es conocer la distribución en el sistema en reposo de cada cúmulo. Dado que no se conoce el volumen de los cúmulos, la mejor aproximación es utilizar distribuciones en magnitud absoluta por unidad de superficie proyectada en el sistema de cada cúmulo. Para hacer la conversión entre magnitudes y entre superficies angulares y lineales se utilizaron los valores que aparecen en la Tabla 4.1.

El resultado final tras aplicar estas transformaciones es la Figura 4.5. Siguiendo la nomenclatura utilizada por Schechter (1976), cada diagrama representa la distribución de luminosidad de cada campo que se aproximará a la función de luminosidad de cada cúmulo en la medida en la que dichos cúmulos estén totalmente cubiertos por cada imagen. Sólo en este último caso tanto la distribución de luminosidad observada como la función de luminosidad del cúmulo tendrán la misma forma, aunque la segunda no estará completamente determinada hasta conocer el volumen del cúmulo.

Las líneas rojas de cada diagrama representan ajustes de la función de luminosidad de utilizando la expresión analítica propuesta por Schechter en su forma logarítmica:

$$\log(\phi_c(M)) = \log(e\phi^*) + 0.4(1 + \alpha)(M^* - M) - \log(e)10^{0.4(M^* - M)} \quad (4.5)$$

donde recordemos que  $\phi_c(M)$  es la densidad de galaxias por unidad de superficie (en  $\text{Mpc}^2$ ) y por unidad de magnitud,  $M^*$  es una magnitud característica de la FL,  $\alpha$  está directamente relacionada con la pendiente cuando  $M \gg M^*$  y  $\phi^* = \phi_c(M^*)$ .

Mediante transformaciones algebraicas simples esta ecuación puede convertirse en la siguiente:

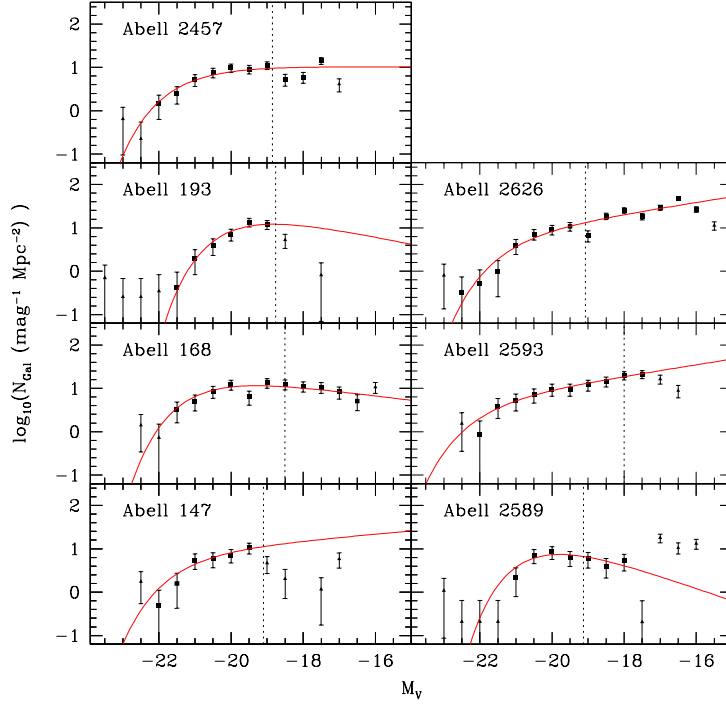


Figura 4.5: Densidad de galaxias por intervalo de magnitud absoluta y megaparsec cuadrado proyectado. La línea vertical marca la magnitud a partir de la cual comienza a dominar la población de fondo.

$$\log(\phi_c(M)) = [\log(e\phi^*) + 0.4(1 + \alpha)M^*] - 0.4(1 + \alpha) \times M - \log(e)10^{0.4M^*} \times 10^{-0.4M} \quad (4.6)$$

Esta es una función lineal en  $M$  y  $10^{-0.4M}$ , pudiéndose ajustar a las observaciones mediante un ajuste lineal por mínimos cuadrados, en este caso ponderado por los errores en cada punto ya que éstos no son iguales en todos los puntos. Los resultados de dichos ajustes se dan en la Tabla 4.2.

Para hacer los ajustes sólo se utilizaron los puntos que aparecen de mayor tamaño en la Figura 4.5. Debido a las variaciones que se observan en las distintas funciones de luminosidad, especialmente en los extremos, se optó por restringir el rango de magnitudes en el que realizar el ajuste en cada caso.

En primer lugar, las galaxias más brillantes se descartaron ya que hay bastantes indicios de que su proceso de formación es diferente al resto de galaxias, por lo que su distribución de luminosidades parece ser diferente. El caso de Abell 147 es especial en esta zona brillante de la FL ya que además de la galaxia central (que no llega a poder clasificarse como cD) hay otra galaxia de luminosidad semejante con la particularidad de que tiene un núcleo extremadamente brillante, por lo que muy probablemente se trate de una galaxia activa. Esto fue motivo suficiente para descartarla también en el ajuste. En el caso de Abell 193 también se descartó la segunda galaxias más brillante, aunque en esta vez el motivo fue simplemente el mejorar el ajuste final.

En el extremo más débil también se hace necesario limitar el alcance del ajuste ya que en caso contrario se ve excesivamente influenciado por los datos del extremo más débil donde es mayor

Cúmulo	$N$	$\alpha$	$M^*$	$\log(\phi^*)$	$M_{cut}$
Abell 147	37	$-1.19 \pm 0.59$	$-21.34 \pm 1.14$	$0.50 \pm 0.50$	$-19.25$
Abell 168	120	$-0.74 \pm 0.14$	$-20.76 \pm 0.36$	$0.89 \pm 0.11$	$-16.25$
Abell 193	56	$-0.58 \pm 0.96$	$-19.75 \pm 0.80$	$0.99 \pm 0.18$	$-18.75$
Abell 2457	154	$-0.99 \pm 0.14$	$-21.30 \pm 0.43$	$0.60 \pm 0.15$	$-17.25$
Abell 2589	44	$-0.28 \pm 0.46$	$-20.14 \pm 0.62$	$0.85 \pm 0.10$	$-17.75$
Abell 2593	114	$-1.33 \pm 0.15$	$-21.98 \pm 0.84$	$0.32 \pm 0.31$	$-17.25$
Abell 2626	372	$-1.33 \pm 0.07$	$-21.18 \pm 0.45$	$0.47 \pm 0.17$	$-15.75$
Abell 147	49	$-0.68 \pm 0.24$	$-20.60 \pm 0.67$	$1.14 \pm 0.20$	$-16.75$
Abell 168	63	$-0.79 \pm 0.14$	$-21.20 \pm 0.46$	$1.05 \pm 0.15$	$-16.25$
Abell 193	73	$-0.53 \pm 0.25$	$-19.96 \pm 0.47$	$1.36 \pm 0.13$	$-16.75$
Abell 2457	83	$-1.06 \pm 0.20$	$-21.20 \pm 0.66$	$1.02 \pm 0.27$	$-16.75$
Abell 2589	59	$-1.09 \pm 0.12$	$-22.39 \pm 0.93$	$0.59 \pm 0.25$	$-16.25$
Abell 2593	103	$-1.03 \pm 0.12$	$-21.25 \pm 0.59$	$0.97 \pm 0.19$	$-15.75$
Abell 2626	55	$-1.26 \pm 0.10$	$-22.06 \pm 1.09$	$0.50 \pm 0.33$	$-17.25$

$N$  : Número de galaxias utilizado para el ajuste.

$M_{cut}$  : Magnitud absoluta de corte utilizada.

Tabla 4.2: Coeficientes de las funciones de Schechter ajustadas a las distribuciones de luminosidad de cada cúmulo. Parte superior: Ajustes sobre los campos completos. Parte inferior: Ajuste limitado al círculo central de radio 500 Kpc

la incertidumbre, complicada de cuantificar debidamente, como consecuencia de la substracción de las galaxias de fondo y de la posible existencia de grupos o cúmulos proyectados.

Los errores que acompañan a los valores de los parámetros en la Tabla 4.2 no fueron obtenidos directamente de los ajustes ya que en tal caso serían mucho menores. En realidad lo que indican es la incertidumbre sobre el ajuste debida al pequeño número de datos utilizado para llevarlo a cabo. Éste es el principal inconveniente a la hora de hacer los ajustes ya que limita el tamaño y número de intervalos en magnitud en los que puede dividirse la muestra de galaxias manteniendo un cantidad suficiente de elementos dentro de cada grupo. Cuanto menor es el número total de galaxias menos intervalos pueden construirse y al final hay menos puntos disponibles para el ajuste.

Detengámonos un momento a tratar de resolver la siguiente cuestión: Dado un conjunto de galaxias que siguen una determinada función de luminosidad del tipo Schechter, ¿cuál sería la probabilidad de recuperar la forma de esa Función de Luminosidad manteniendo el número de galaxias fijo? Para investigar este asunto se recurrió a simulaciones numéricas, siguiendo un método similar al descrito por Dressler (1978) y también aplicado posteriormente por Lugger (1986). Éstas consistieron en repartir aleatoriamente un número de galaxias igual al utilizado en cada ajuste (tras la corrección por galaxias de fondo) siguiendo la Función de Luminosidad resultado del ajuste a los datos originales (que se utiliza como función de densidad de probabilidad). El rango de magnitudes que podían tomar las galaxias simuladas se limitó a bajas luminosidades por el valor extremo utilizado en el ajuste. Por el contrario, en el extremo opuesto el límite se situó en  $M_V = -25$ , que en la práctica no supone ningún límite ya que en ningún caso se obtienen galaxias tan brillantes. Al conjunto final simulado se la ajustaba una nueva función de Schechter tal y como si se tratase de datos empíricos. La operación se repitió 200 veces para cada ajuste y al final se estudió las distribuciones de los parámetros  $\alpha$ ,  $M^*$  y  $\phi^*$  resultantes de

Cúmulo	$\alpha$		$M^*$		$\log(\phi^*)$	
	Fit	Sim.	Fit	Sim.	Fit	Sim.
Abell 147	-1.19	$-1.10 \pm 0.59$	-21.34	$-21.73 \pm 1.14$	0.50	$0.35 \pm 0.50$
Abell 168	-0.74	$-0.73 \pm 0.14$	-20.76	$-20.82 \pm 0.36$	0.89	$0.88 \pm 0.11$
Abell 193	-0.58	$-0.46 \pm 0.96$	-19.75	$-19.81 \pm 0.80$	0.99	$0.92 \pm 0.18$
Abell 2457	-0.99	$-0.98 \pm 0.14$	-21.30	$-21.39 \pm 0.43$	0.60	$0.59 \pm 0.15$
Abell 2589	-0.28	$-0.25 \pm 0.46$	-20.14	$-20.23 \pm 0.62$	0.85	$0.82 \pm 0.10$
Abell 2593	-1.33	$-1.33 \pm 0.15$	-21.98	$-22.22 \pm 0.84$	0.32	$0.27 \pm 0.31$
Abell 2626	-1.33	$-1.33 \pm 0.07$	-21.18	$-21.35 \pm 0.45$	0.47	$0.43 \pm 0.17$

Tabla 4.3: Resultados de las simulaciones para estudiar el efecto de utilizar muestras pequeñas para hacer los ajustes de la función de Schechter.

las 200 simulaciones. La Tabla 4.3 resume los resultados de tales simulaciones. En las columnas encabezadas por “Fit” se listan los valores de los ajustes a los datos originales, mientras que las columnas identificadas con “Sim.” dan los valores medios y dispersiones de los parámetros obtenidos de los ajustes de las correspondientes simulaciones.

Lo que muestran éstas es que, aunque los valores promedio se aproximan bastante a los originales, la dispersión en algunos casos es elevada lo que da una idea de la incertidumbre sobre los parámetros únicamente debida al pequeño número de datos disponible, problema del que no podemos escapar al tratar cúmulos de forma aislada. Si se analizan en más detalle los resultados se observa que los cúmulos con más problemas en la región débil (Abell 147, Abell 193 y Abell 2589) tienen la mayor incertidumbre sobre el valor de  $\alpha$ , tal y como cabría esperar. Esto también tiene su influencia sobre la incertidumbre de  $M^*$ . Sin embargo, en la determinación de  $M^*$  influyen más los intervalos más brillantes. Esto es lo que afecta a Abell 2593. El valor de  $M^*$  de este cúmulo corresponde al primer intervalo por lo que no hay información suficiente de la caída de la FL que se refleja en la elevada dispersión de este parámetro entre las simulaciones.

En cuanto a la relación entre los parámetros se observa correlación entre los valores de  $M^*$  con  $\alpha$  y  $\log(\phi^*)$  (Figura 4.6), especialmente entre los parámetros de Abell 168, Abell 2457, Abell 2589 y Abell 2593. Este tipo de correlación entre los parámetros característicos de la FL ya lo indicaba Lugger (1986). Se podría pensar que la correlación es consecuencia del método utilizado para hacer el ajuste. Sin embargo, se comprobó mediante otros métodos de ajuste no lineales de la función de Schechter no logarítmica, que las correlaciones seguían existiendo.

A pesar de las dificultades expuestas en los ajustes de algunos cúmulos, del pequeño tamaño de la muestra y de que en cada caso el volumen muestreado es diferente (debido a las diferentes distancias a las que se encuentran los cúmulos de la muestra), se pueden hacer varios comentarios en relación a estos primeros resultados:

- En todos los cúmulos la galaxia más brillante produce un aumento en la distribución de luminosidad que no responde a la tendencia de descenso monótono de la densidad de galaxias al aumentar la luminosidad de las mismas. Esto es independiente de la que la galaxia sea clasificada como cD o no (p.e. Abell 147).
- Los dos cúmulos con caídas más pronunciadas en sus distribuciones a altas luminosidades (Abell 193 y Abell 2589) presentan al mismo tiempo galaxias centrales de las más brillantes de la muestra (en el caso de Abell 193 es la más brillante) y las mayores diferencias entre las magnitudes de las dos galaxias más luminosas. Esto podría explicarse en un escenario

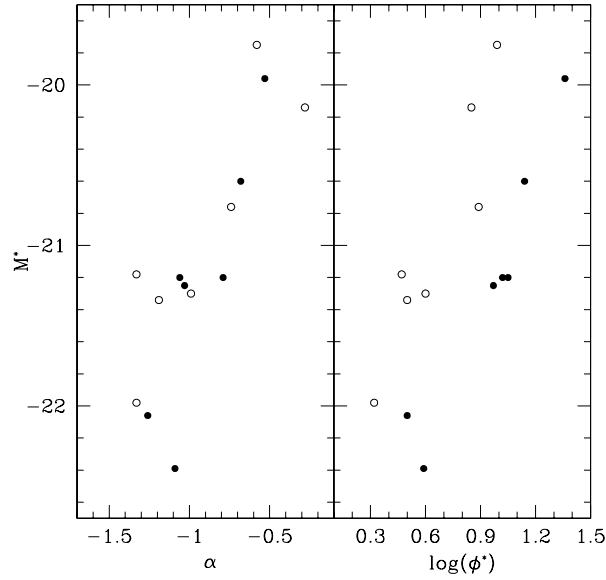


Figura 4.6: Parámetros de la función de Schechter obtenida en el ajuste de los datos de cada cúmulo. Los círculos corresponden a los ajustes a todas las galaxias de cada campo y los puntos a los ajustes a las galaxias a menos de 500 Kpc del centro de cada cúmulo.

en el que las galaxias más brillantes del cúmulo se han ido fundiendo en una única galaxia.

- La zona débil de la FL es muy variable quedando descartada una pendiente universal. Por un lado está el grupo de cúmulos sin apenas galaxias en la región débil lo que indicaría una pendiente plana o decreciente. Si nos restringimos a los cúmulos con mayor señal en sus FL, dos muestran pendientes prácticamente planas (Abell 2457) o ligeramente decrecientes (Abell 168) y los otros dos tienen pendientes claramente crecientes (Abell 2593 y Abell 2626). De nuevo es necesario recordar que una parte importante de la población que se asigna a Abell 2626 pertenece al cúmulo vecino Abell 2625.

#### 4.3.2. Función de Luminosidad Central

Una primera aproximación para conseguir cierta homogeneización consiste en calcular las FL dentro de un círculo cuyo centro coincida con el de cada cúmulo (la determinación de dicho centro se detalla en un capítulo posterior) cuyo tamaño lineal sea el mismo en todos los casos. Como radio de dicho círculo se tomó 500 Kpc que permite tener una muestra suficiente de galaxias en todos los cúmulos pero además se evita en lo posible que parte de dicho círculo caiga fuera de la imagen (recordemos que la disposición de los 4 chips de la *WFC* es tal que una de las esquinas del campo no la cubre ninguna CCD). En la Figura 4.7 se han representado las funciones de luminosidad centrales de los 7 campos. Las líneas rojas corresponden a los ajustes de sendas funciones de Schechter a la región central (línea continua) y a cada campo completo (línea discontinua). Los parámetros que definen estos ajustes se dan en la Tabla 4.2. Se observa que en algunos cúmulos el número de galaxias utilizadas para hacer el ajuste ha aumentado respecto al ajuste al campo completo. Esta aparente paradoja se debe a que en la región central la densidad de galaxias del cúmulo es mayor lo que permite llegar a magnitudes más débiles



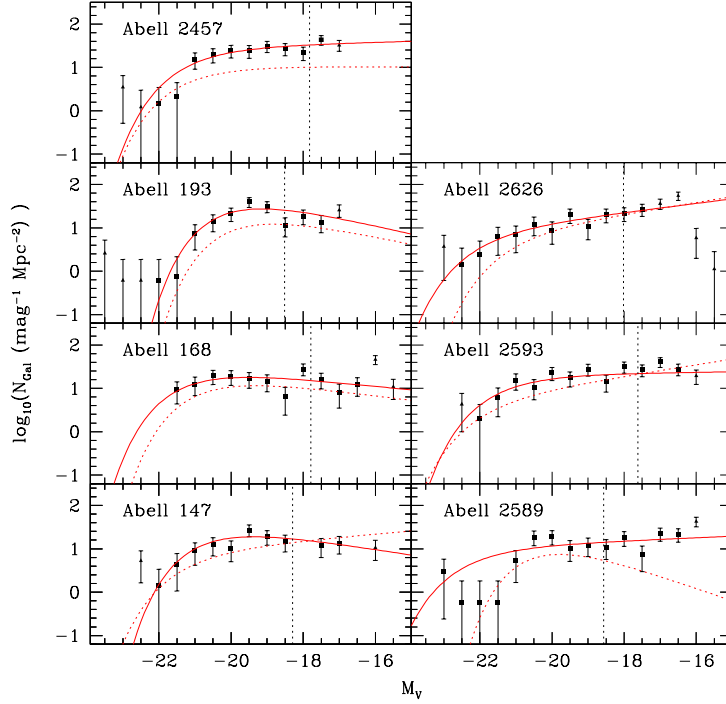


Figura 4.7: Densidad de galaxias por intervalo de magnitud absoluta y megaparsec cuadrado proyectado en el círculo central de radio 500 Kpc. La línea vertical marca la magnitud a partir de la cual comienza a dominar la población de fondo. La línea roja continua es el mejor ajuste a una función de Schechter utilizando los puntos de mayor tamaño. La línea roja discontinua corresponde al mejor ajuste utilizando todas las galaxias del campo.

tras aplicar la corrección por galaxias de fondo. Son estas galaxias débiles las que compensan la disminución del número de galaxias al haber reducido también el área de análisis.

Al igual que en el ajuste a los datos de los campos completos se ha excluido del mismo la galaxia más brillante, salvo en dos casos: Abell 168 porque la galaxias más brillante no entra dentro de la región central tal y como se ha definido; y Abell 2589 porque si se excluía la galaxia cD no se conseguía obtener el corte de la función de luminosidad a alta luminosidad.

Como resultado directo del aumento de densidad en las regiones centrales de todos los cúmulos todas las FL se extienden hasta regiones más débiles, disminuyendo la incertidumbre sobre el parámetro  $\alpha$ . Ese aumento en la densidad de galaxias también se refleja en la constante de normalización  $\phi^*$  que aumenta en todos aquellos casos en los que  $M^*$  no cambia excesivamente (un desplazamiento del valor de  $M^*$  va acompañado por una disminución de  $\phi^*$  simple consecuencia de la caída de la función de Schechter a altas luminosidades).

Tres son los casos en los que la forma de la FL apenas cambia: Abell 168, Abell 193 y Abell 2457. Esta pequeña variación de la FL puede deberse a que se trate de cúmulos relativamente compactos en los que las galaxias más brillantes que dominan la FL se encuentran en la región central, de forma que la única diferencia entre ambas sería el desplazamiento producido por la diferencia de áreas utilizadas para calcular las densidades. Esto parece ser lo que ocurre con Abell 168 y Abell 193. Ambos son casos llamativos por motivos diferentes. El primero por-

que, como se ha comentado ya, parece tratarse de un cúmulo en proceso de fusión del que uno esperaría una FL más irregular. El segundo porque el ajuste de la región central confirma la validez del ajuste global a pesar de que este último presentaba el corte debido a la contaminación a una magnitud bastante brillante. En el capítulo dedicado a la distribución espacial de las galaxias en los cúmulos se confirmará que éste es realmente un cúmulo muy compacto y regular.

El resto de cúmulos presentan cambios más evidentes. Abell 147 reduce su pendiente gracias a los nuevos datos a magnitudes más débiles. Abell 2589 presenta serios problemas ya que tiene una FL plana con una caída muy brusca en la densidad de galaxias luminosas. Como se ha comentado más arriba, en el proceso de ajuste fue necesario mantener la  $cD$  para conseguir que la función de Schechter presentase la caída en ese extremo del rango de magnitudes. Abell 2593 también disminuye significativamente su pendiente en la región débil de la FL aunque en esta ocasión esa disminución es consecuencia del aumento de la densidad de galaxias en la zona más brillante de la FL (efecto que se consigue si se conserva aproximadamente el número de galaxias pero se reduce el área en el que se reparten). Por último, Abell 2626 muestra el aumento análogo al resto de cúmulos en la parte brillante de la FL mientras que en la parte débil ambos ajustes coinciden. Una explicación para el ligero cambio de pendiente en la zona débil de la FL es que la población que la determina se distribuye de manera más o menos uniforme en todo el campo.

Con este conjunto más homogéneo se pueden hacer comparaciones más adecuadas entre los diferentes cúmulos. Atendiendo a la pendiente asintótica de la FL los cúmulos de la muestra se pueden clasificar en 3 grupos:

- Cúmulos con pendiente decreciente hacia magnitudes más débiles: Abell 147, Abell 168 y Abell 193. Estos presentan un máximo absoluto de la distribución. Abell 147 y Abell 193 lo presentan a  $M_V \sim -19.5$  mientras que en Abell 168 está 1 magnitud más brillante. El máximo de Abell 193 también es lo es del conjunto de la muestra, si no se cuentan las galaxias más débiles que  $M_V = -18$ .
- Cúmulos con FL plana: Abell 2457, Abell 2589 y Abell 2593.
- Un cúmulo con una pendiente claramente creciente: Abell 2626.

La comparación de  $M^*$  y  $\phi^*$  puede reducirse a la comparación anterior teniendo en cuenta la correlación que se encuentra entre los parámetros, mucho más fuerte que al tratar los campos completos (puntos de la Figura 4.6). Los dos cúmulos que más se desvían de este comportamiento son Abell 2457 y Abell 2593.

### **Relación entre los parámetros característicos de la Función de Luminosidad y la magnitud de la galaxia más brillante**

La existencia de correlaciones entre los parámetros de los ajustes de la FL y la magnitud de la galaxia más brillante puede ser un indicio de la conexión entre la evolución de ésta última y las propiedades globales del cúmulo. En trabajos previos los resultados no son concluyentes. Dressler (1978) encuentra una anticorrelación entre la luminosidad de la galaxia más brillante y  $M^*$ , es decir, cuanto más brillante es la galaxia central menor es la luminosidad característica de la FL. Sin embargo, Lugger (1986) comparando los resultados de varios estudios, incluyendo el mismo trabajo de Dressler, no encuentra ninguna correlación clara entre ambos parámetros. Finalmente, Trevese, Cirimele & Appodia (1996) retoman el estudio de la posible relación entre estos dos parámetros para lo cual utilizan una muestra de 36 cúmulos. Lo que encuentran es

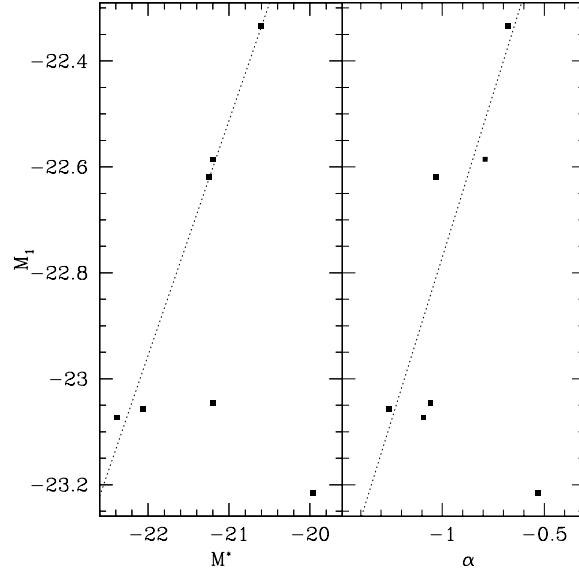


Figura 4.8: Relación entre  $\alpha$  y  $M^*$  con la magnitud de la galaxias más brillante ( $M_1$ ).

que ambos parámetros están correlacionados positivamente, es decir, los cúmulos con galaxias centrales más brillantes también tienen magnitud características de sus FLs más brillantes.

Aunque la muestra que aquí se estudia es mucho más reducida se decidió comparar los parámetros característicos de la FL de cada cúmulo con la luminosidad de la galaxia más brillante. Para ello se hicieron ajustes lineales de los coeficientes obtenidos con las galaxias de la región central y la magnitud de la galaxias más brillante. Es interesante recordar que el ajuste de la FL se hizo excluyendo la galaxia más brillante (excepto en Abell 2589, tal y como ya se explicó en su momento).

La Figura 4.8 muestra la distribución de los 2 parámetros característicos de la forma de FL de cada cúmulo. Si se utilizan los datos de los 7 cúmulos, los coeficientes de correlación de los ajustes no superan 0.3. Sin embargo, si se descartan los datos correspondientes a Abell 193 y Abell 2457, y se repiten los ajustes lineales (líneas discontinuas de la figura), el coeficiente de correlación entre  $M_1$  y  $M^*$  aumenta hasta 0.989 y el de  $M_1$  y  $\alpha$  hasta 0.898, lo que apoyaría la conclusión de Trevese, Cirimele & Appodia (1996) de que la correlación entre ambos parámetros es positiva. Si se admite la existencia de una correlación entre la magnitud característica de la función de luminosidad y la magnitud de la galaxia más brillante de los cúmulos y que ésta es resultado de la evolución de los cúmulos, habría que considerar que tanto en Abell 193 como Abell 2457 sus galaxias centrales han sufrido o están sufriendo procesos que dan como resultado un aumento de la luminosidad de sus galaxias más brillantes.

En el caso de Abell 193 dicho proceso o procesos tendrían que ser capaces de explicar un aumento de  $\gtrsim 1^m$ , que es la diferencia entre el valor observado de su galaxias más brillante y el que debería de tener si siguiese la correlación encontrada. Éste es otro indicio en la dirección de la responsabilidad de procesos de canibalismo. De hecho, tanto las imágenes de *WINGS* como otras tomadas por el Telescopio Espacial (Seigar, Lynam, & Chorney, 2003) muestran la existencia de múltiples objetos brillantes en las regiones internas de la galaxias más brillante de este cúmulo, uno de ellos muy compacto (pero resuelto) y con una elevado brillo superficial que podría indicar la presencia de un AGN.

Es interesante hacer notar que la anticorrelación que encuentra Dressler (1978) entre la magnitud de la galaxias más brillante y  $M^*$  está producida básicamente por los cúmulos de tipo BM I, dominados por una galaxia central brillante. Relacionado con esto, en la muestra de Trevese, Cirimele & Appodia (1996) son también los cúmulos con galaxias cD más brillantes los que más se desvían de la correlación que encuentra para el conjunto de cúmulos. Esto parece apuntar a que en estos cúmulos se combinan los efectos a nivel global que muestran la mayoría de los cúmulos y que dan lugar a la correlación positiva entre estas dos magnitudes con los efectos del “canibalismo” galáctico que se oponen a los anteriores. La relación de “fuerzas” entre ambos determina la relación entre estas dos magnitudes características en este tipo de cúmulos de galaxias.

También es interesante el hecho de que las 4 galaxias más brillantes tengan magnitudes absolutas dentro de un rango de  $0.2^m$ , o menor de  $0.05^m$  si no se considera la galaxias más brillante de Abell 193. Este hecho estaría en concordancia con los resultados de Sandage (1972) relativos a la pequeña dispersión de la magnitud absoluta de las galaxias más brillantes de los cúmulos. De nuevo, es necesario esperar a los resultados finales del proyecto *WINGS* para poder ratificar estas conclusiones.

#### 4.3.3. Dependencia Radial de la Función de Luminosidad

Para estudiar el cambio de la función de luminosidad con la distancia al centro del cúmulo se definieron 4 regiones en función de la distancia cumulocéntrica,  $R_c$ :  $R_c < 300$  Kpc,  $300 \text{ Kpc} \leq R_c < 600$  Kpc,  $600 \text{ Kpc} \leq R_c < 900$  Kpc y  $R_c \geq 900$  Kpc. Debido a la diferencia de distancia a la que se encuentran los diferentes cúmulos, el tamaño de la última región variará de unos cúmulos a otros.

A consecuencia de la forma de la *WFC*, zonas de los anillos más externos caen fuera de la misma. Esto hay que tenerlo en cuenta a la hora de calcular el área real sobre el que se distribuyen las galaxias. Para calcular el tamaño de ésta se aplicó un método Monte-Carlo distribuyendo aleatoriamente un número elevado de puntos y calculando la proporción de los mismo que caían fuera de la imagen. A pesar de la mayor necesidad de recursos de cálculo este método tiene la ventaja de poderse aplicar a todas las posibles situaciones.

En la Figura 4.9 se muestra el resultado final de este estudio. Como era de esperar según nos alejamos del centro del cúmulo la Función de Luminosidad va perdiendo su parte más brillante y va descendiendo de manera global como consecuencia de la disminución de la densidad global. Una excepción a este comportamiento lo presenta Abell 2626 cuya Función de Luminosidad mantiene la densidad de galaxias débiles. Esto refuerza la idea de que la población de galaxias débiles de este cúmulo cubre el campo completo de la imagen de manera bastante uniforme.

En el círculo más interno la Función de Luminosidad es bastante plana. En tres casos (Abell 147, Abell 168 y Abell 2589) la función de luminosidad central tras alcanzar un máximo, desciende para finalmente aumentar en la región más débil. Esto podría explicarse si los gradientes de densidad de las galaxias fuesen mayores en las galaxias más brillantes que en las débiles. Según nos alejamos del centro las galaxias más brillantes van desapareciendo. Tres cúmulos (Abell 147, Abell 2457 y Abell 2626) conservan aún en el primer anillo ( $A_1$ ) un máximo en torno  $M_V = -20$ . A una distancia superior a 600 Kpc la densidad de galaxias de algunos cúmulos ya da lugar a problemas al substraer el fondo de galaxias. Sólo Abell 2626 muestra una FL con suficiente señal consecuencia de la alta densidad de galaxias débiles que se refleja en una FL creciente hasta en el anillo más externo.

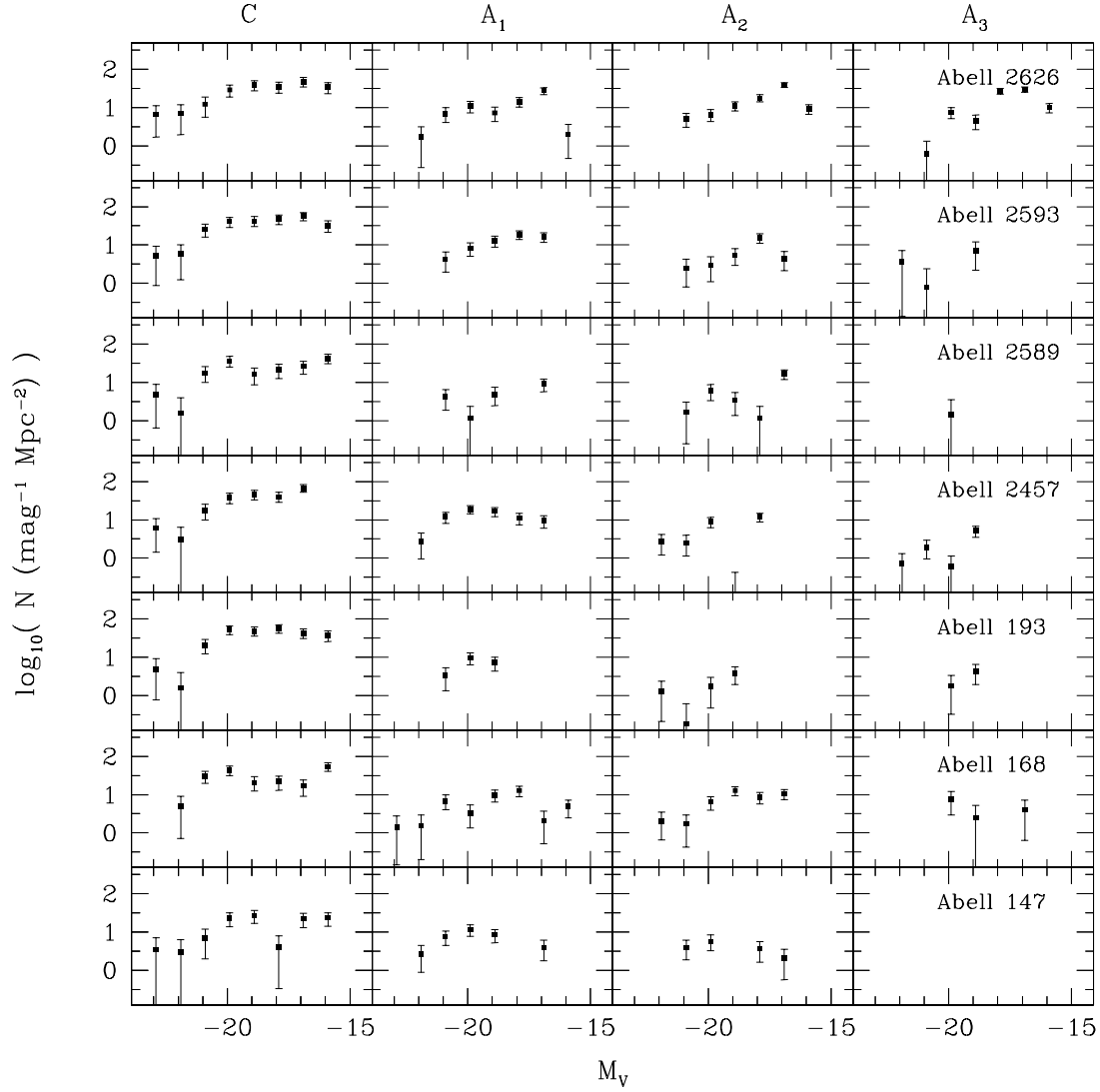


Figura 4.9: Función de Luminosidad en función de la distancia al centro del cúmulo. Los límites de las diferentes regiones son:  $R_c < 300$  Kpc (C),  $300 \text{ Kpc} \leq R_c < 600$  Kpc ( $A_1$ ),  $600 \text{ Kpc} \leq R_c < 900$  Kpc ( $A_2$ ) y  $R_c \geq 900$  Kpc ( $A_3$ ).

#### 4.3.4. Dependencia con la Morfología de la Función de Luminosidad

La dependencia de la forma de la función de luminosidad con el tipo morfológico es uno de los temas más recurrentes en los estudios de la Función de Luminosidad. Desde los trabajos de Sandage y colaboradores sobre la población del cúmulo de Virgo la idea más extendida es que la función de luminosidad es diferente para cada tipo morfológico (Sandage, Binggeli & Tammann, 1985; Binggeli, Sandage & Tammann, 1988), lo que lleva implícito la no existencia de una Función de Luminosidad universal para los cúmulos dado que el contenido morfológico de éstos varía en un amplio rango (Fasano et al., 2000, 2001).

Para obtener la distribución de luminosidad de los tres grupos morfológicos principales (elípticas, lenticulares y espirales) se utilizó el mismo método descrito al tratar la función de distribución global (apartado 4.3.1). La única diferencia es la aplicación de la misma descomposición morfológica en la población de fondo tomada de Whitmore, Gilmore & Jones (1993) que ya se utilizó en el capítulo dedicado a las poblaciones galácticas. Recordemos que estos autores encuentran una división en tipos morfológicos de la población del fondo aproximadamente igual a  $E/S0/S = 18/23/59$ . El resultado se muestra en la Figura 4.10. De izquierda a derecha la figura representa las distribuciones de elípticas, lenticulares y espirales, respectivamente. En la última columna se muestra las distribuciones de frecuencias relativas acumuladas de los tres tipos morfológicos. A partir de éstas y utilizando un test Smirnov-Kolmogorov se obtuvieron las probabilidades de la Tabla 4.6 que son indicativas del grado de confianza con el que puede asegurarse que las dos distribuciones muestrales que se comparan en cada caso proceden de una misma distribución poblacional. En la mayoría de los casos esta probabilidad es baja o muy baja. El caso más significativo es el de Abell 193 en el que los tres tipos morfológicos tienen distribuciones similares, tal y como puede verse de manera más gráfica en la última columna de la Figura 4.10.

De esta Figura 4.10 se pueden extraer algunas ideas más:

- Las galaxias elípticas dominan tanto el extremo brillante como el débil de la Función de Luminosidad. Sólo Abell 168 (cúmulo dominado por espirales) y Abell 2626 (contaminado por un cúmulo próximo) presentan densidades de espirales débiles superiores a las mostradas por las elípticas de igual luminosidad.
- En todos los cúmulo, existe un rango de magnitud en torno a  $M_V \sim -20$  en el que las lenticulares dominan.
- En varios casos el descenso en la densidad de elípticas al disminuir la magnitud de las galaxias coincide con un aumento simultáneo de la densidad de lenticulares. Así ocurre en Abell 168, Abell 2589, Abell 2593. En Abell 2626 ocurre lo contrario, al disminuir la densidad de lenticulares aumenta la de elípticas.
- La distribución de elípticas muestra en varios casos más de un máximo. Una posible fuente es la presencia de cúmulos proyectados lo que ha podido comprobarse en casos como Abell 147 y Abell 2626. Un caso interesante es Abell 168. En este cúmulo con una concentración central de espirales, sin embargo, la Función de Luminosidad de sus galaxias elípticas en el rango de mayor luminosidad es muy similar al resto de cúmulos. Lo que realmente le diferencia de éstos es la caída a luminosidad intermedia y la práctica desaparición a baja luminosidad. Los dos cúmulos que presentan mayores densidades de elípticas a baja luminosidad son precisamente los más próximos y observados en mejores condiciones, lo que permitió llegar más profundo. Por último, llamar la atención sobre la función de

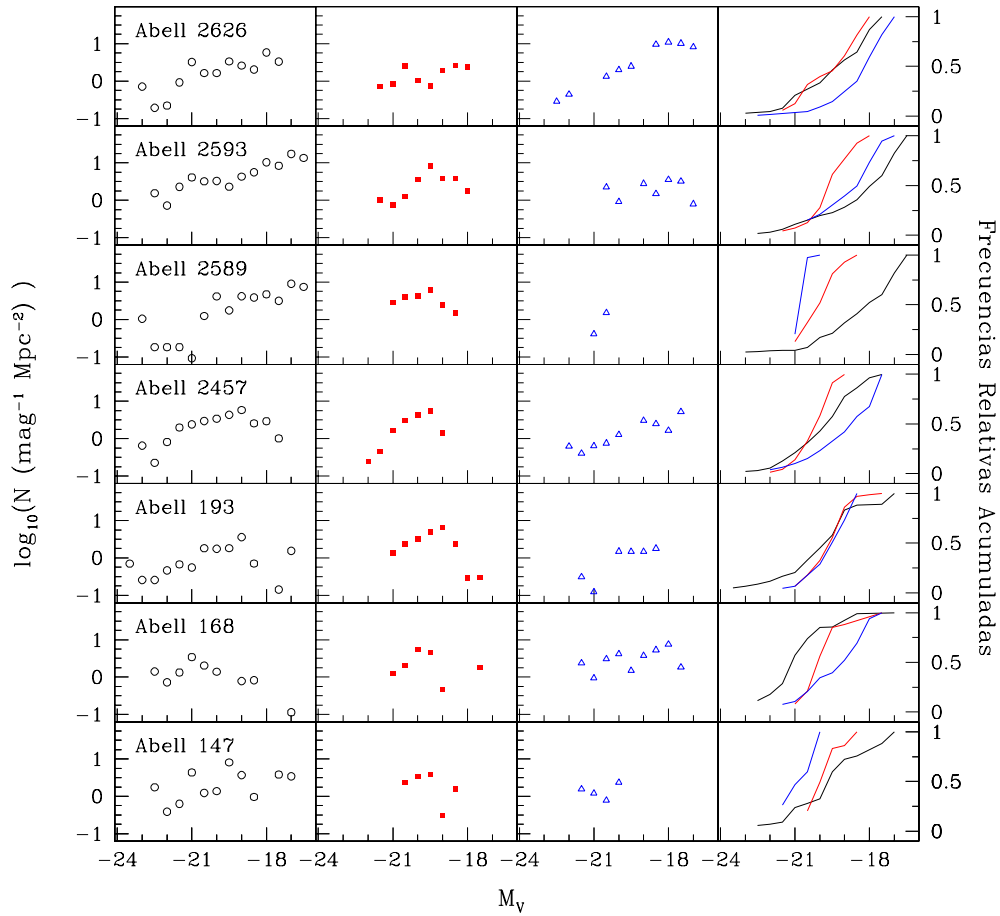


Figura 4.10: Función de Luminosidad por tipos morfológicos. Elípticas: Círculos negros. Lenticulares: Cuadrados rojos. Espirales: Triángulos azules. La última columna muestra las distribuciones de frecuencias relativas acumuladas.

luminosidad de este tipo morfológico en Abell 2589. En el rango de magnitudes de  $\sim -23$  a  $\sim -20.5$  no hay galaxias elípticas.

- La Función de Luminosidad de las lenticulares es la más regular de los tres tipos entre los diferentes cúmulos. Salvo en Abell 2626, presenta un crecimiento de la densidad al disminuir la luminosidad con una pendiente más o menos constante hasta alcanzar el máximo en el rango  $-20$  -  $-19$  tras el cual hay una caída brusca de la densidad de este tipo de galaxias. Abell 2626 es el único que presenta un segundo aumento claro.
- La función de luminosidad de las espirales es bastante plana y sólo Abell 2626 y Abell 2457 muestran pendientes crecientes. En Abell 168 dominan claramente a magnitudes más débiles que  $-19.0$ .

Cúmulo	$P_{KS}(E-S0)$	$P_{KS}(E-S)$	$P_{KS}(S-S0)$
Abell 147	0.535	0.083	0.354
Abell 168	0.022	0.012	0.018
Abell 193	0.951	0.491	0.814
Abell 2457	0.010	0.001	0.000
Abell 2589	0.000	0.133	0.672
Abell 2593	0.000	0.241	0.009
Abell 2626	0.710	0.000	0.004

Tabla 4.4: Probabilidad de que la hipótesis nula de igualdad entre distribuciones se válida según un test Smirnov-Kolmogorov

#### 4.3.5. Universalidad de la Función de Luminosidad

En este apartado se entra a analizar la universalidad de la Función de Luminosidad. Binggeli, Sandage & Tammann (1988) descartan la existencia de una Función de Luminosidad común para todos los cúmulos basándose en que cada tipo morfológico muestra una FL diferente (Sandage, Binggeli & Tammann, 1985). Sin embargo, queda por establecer si las FL de cada uno de los tipos morfológicos o de alguno de ellos pueda ser universal. Comparando 3 cúmulos pobres y dos ricos, Andreon (1998) apunta a que esto último si pueda ser cierto, es decir, que las FL de cada tipo morfológico sean las mismas de unos cúmulos a otros.

Para investigar este punto se confeccionaron 6 submuestras de cada campo y se compararon mediante tests Smirnov-Kolmogorov las distribuciones de cada cúmulo con las de los otros 6 cúmulos. Para construir las 6 submuestras primero se hizo una selección en función de la magnitud absoluta imponiendo dos cortes, uno a  $M_V = -17.5$  que representa al conjunto de galaxias de cada campo que evita los problemas de completitud en los cúmulo más lejanos, y el otro corte a  $M_V = -19$  que supone las galaxias más brillantes de cada cúmulo. De cada uno de estos dos subconjuntos se extrajeron otras dos submuestras. Una de ellas simplemente se diferenciaba en la exclusión de la galaxias más brillante. La última submuestra restringía las galaxias a la región más interna de cada cúmulo, en concreto a distancias cumulocéntricas inferiores a 500 Kpc.

El resultado de aplicar los tests Smirnov-Kolmogorov se muestra en la Tabla 4.5. La comparación de las distribuciones globales muestra diferencias importantes entre las distribuciones de los diferentes cúmulos. Sólo en dos casos, Abell 2457-Abell 2589 y Abell 2593-Abell 2626, las probabilidades son superiores al 50 %. Éstas diferencias se reducen si nos restringimos a la región central. Sólo Abell 193 conserva diferencias significativas con 4 de los otros cúmulos.

Si se comparan las distribuciones de luminosidad de las galaxias más brillantes, la mayor parte de las distribuciones son indistinguibles entre sí. De nuevo, Abell 193 mantiene las diferencias significativas con los mismos 4 cúmulos y aumenta las discrepancias con los otros 2. Si nos limitamos a la región central se producen algunos cambios pero la comparación global sigue siendo la misma. Esto es resultado de la concentración de las galaxias más brillantes en la región central, como lo muestra el hecho de que sólo en los dos cúmulos más lejanos la mediana de la distancia cumulocéntrica de las galaxias con  $M_V \leq -19$  es superior a 500 Kpc.

Dada la particularidad de las galaxias más brillantes de cada cúmulo se optó por comprobar cuál sería el efecto al excluirlas de la comparación. Como puede concluirse de los datos de la tabla, esta exclusión sólo produce ligeras variaciones.

Por lo tanto, los resultados parecen mostrar que el extremo brillante de la función de luminosidad de los cúmulos es bastante similar, incluyendo la presencia de la galaxia más brillante



de cada uno. Esta similitud se mantiene incluso al aumentar la magnitud de corte, siempre y cuando la comparación se haga entre volúmenes iguales. Sin embargo, no puede hablarse de Función de Luminosidad universal ya que en una muestra de 7 cúmulos uno de ellos, Abell 193, presenta diferencias significativas con otros 4. Éste es un cúmulo mucho más compacto que el resto y con densidades centrales más elevadas, lo que podría ser un indicio de la influencia del medio sobre la función de luminosidad. Como ya se ha comentado anteriormente, el hecho de que presenta la galaxia central más brillante, junto con la mayor diferencia en luminosidad con la segunda galaxia más brillante del cúmulo y la elevada densidad central apuntan a los fenómenos de fusión como los responsables del déficit de galaxias brillantes en este cúmulo, que resultan en esa condición particular de su función de luminosidad respecto al resto de cúmulos de la muestra que se está estudiando.

El siguiente paso en el estudio de la universalidad de la Función de Luminosidad consiste en ver si ésta se da entre galaxias del mismo tipo morfológico. Para ello se extrajeron las galaxias con tipo morfológico más brillantes ( $M_V \leq -19.0$ ) y se compararon las distribuciones entre cúmulos por tipos morfológicos. El resultado de dicho análisis se muestra en la Tabla 4.6.

Ya la primera parte de la tabla dedicada a la comparación centrada en las galaxias elípticas parece descartar dicha universalidad al darse un caso (Abell 168) cuya FL es incompatible con la de otros 3 cúmulos de la muestra (Abell 193, Abell 2457 y Abell 2589). Como se vio más arriba Abell 2457 tiene una distribución paradigmática y presenta el mayor grado de compatibilidad con el resto de cúmulos, exceptuando Abell 168.

La distribución de luminosidad de las lenticulares brillantes si se aproxima más a una distribución universal, aunque de nuevo se da un caso que discrepa con todos los demás, Abell 2626. Por el contrario, la distribución de luminosidad de las S0 de Abell 168 ahora es indistinguible de la de los 4 cúmulos con los que mostraba mayor diferencia al tratar las elípticas.

Por último, las espirales también muestran un caso discrepante, Abell 193. En general, las probabilidades que presentan las comparaciones de muestras de espirales son menores que en los casos de tipos más tempranos.

## 4.4. Resumen y Conclusiones

A partir de los catálogos obtenidos tras el proceso descrito en el Capítulo 2 se construyeron las distribuciones de brillo aparente por unidad de ángulo sólido. Gracias a los datos del “Millenimun Galaxy Catalogue” (Liske et al., 2003) se estimó la densidad de galaxias de fondo por unidad de magnitud aparente que se substrajo a cada cúmulo. Dicha substracción se hizo sobre las funciones acumuladas lo que permite hacer interpolaciones de forma más segura.

A continuación se construyeron las distribuciones de luminosidad absoluta por unidad de superficie en el sistema de cada cúmulo. Como en la mayoría de los casos las imágenes no cubren el cúmulo completamente la forma de esta distribución será ligeramente diferente de la forma de la función de luminosidad de cada cúmulo, que corresponde al número de galaxias por unidad de volumen. A las distribuciones absolutas se les ajustó una función de Schechter mediante un ajuste lineal por mínimos cuadrados. La incertidumbre en los ajustes se comprobó que estaba dominada por el pequeño número de galaxias que se disponía en cada caso y mediante simulaciones numéricas se pudo obtener estimaciones sobre los parámetros de los ajustes. Para homogeneizar la muestra y permitir comparaciones más adecuadas el siguiente paso fue restringir el estudio a la región central limitada por el un radio de 500 Kpc.

Para investigar la influencia de la distancia al centro de cada cúmulo sobre la FL se dividió cada campo en 4 regiones concéntricas. Finalmente, se estudiaron las FL por tipos morfológicos.

		Abell 168	Abell 193	Abell 2457	Abell 2589	Abell 2593	Abell 2626
$M_V \leq -17.5$	Abell 147	0.00	0.09	0.04	0.27	0.00	0.00
	Abell 168	$\uparrow_{\rightarrow}$	0.02	0.31	0.38	0.48	0.04
	Abell 193		$\uparrow_{\rightarrow}$	0.39	0.37	0.00	0.00
	Abell 2457			$\uparrow_{\rightarrow}$	0.97	0.03	0.00
	Abell 2589				$\uparrow_{\rightarrow}$	0.09	0.00
	Abell 2593					$\uparrow_{\rightarrow}$	0.59
$M_V \leq -17.5$ Sin cD	Abell 147	0.00	0.12	0.05	0.29	0.00	0.00
	Abell 168	$\uparrow_{\rightarrow}$	0.02	0.31	0.38	0.48	0.04
	Abell 193		$\uparrow_{\rightarrow}$	0.39	0.37	0.00	0.00
	Abell 2457			$\uparrow_{\rightarrow}$	0.97	0.03	0.00
	Abell 2589				$\uparrow_{\rightarrow}$	0.09	0.00
	Abell 2593					$\uparrow_{\rightarrow}$	0.59
$M_V \leq -17.5$ $R < 500$ Kpc	Abell 147	0.66	0.46	0.72	0.23	0.78	0.66
	Abell 168	$\uparrow_{\rightarrow}$	0.05	0.99	0.80	0.34	0.48
	Abell 193		$\uparrow_{\rightarrow}$	0.10	0.01	0.64	0.03
	Abell 2457			$\uparrow_{\rightarrow}$	0.89	0.74	0.52
	Abell 2589				$\uparrow_{\rightarrow}$	0.21	0.14
	Abell 2593					$\uparrow_{\rightarrow}$	0.21
$M_V \leq -19$	Abell 147	0.79	0.14	0.91	0.90	0.72	0.99
	Abell 168	$\uparrow_{\rightarrow}$	0.00	0.55	0.68	0.24	0.51
	Abell 193		$\uparrow_{\rightarrow}$	0.02	0.02	0.19	0.09
	Abell 2457			$\uparrow_{\rightarrow}$	0.82	0.96	0.94
	Abell 2589				$\uparrow_{\rightarrow}$	0.52	0.80
	Abell 2593					$\uparrow_{\rightarrow}$	0.77
$M_V \leq -19$ Sin cD	Abell 147	0.71	0.17	0.93	0.97	0.75	1.00
	Abell 168	$\uparrow_{\rightarrow}$	0.00	0.55	0.68	0.24	0.51
	Abell 193		$\uparrow_{\rightarrow}$	0.02	0.02	0.19	0.09
	Abell 2457			$\uparrow_{\rightarrow}$	0.82	0.96	0.94
	Abell 2589				$\uparrow_{\rightarrow}$	0.52	0.80
	Abell 2593					$\uparrow_{\rightarrow}$	0.77
$M_V \leq -19.$ $R < 500$ Kpc	Abell 147	0.50	0.38	0.74	0.26	0.99	0.77
	Abell 168	$\uparrow_{\rightarrow}$	0.02	0.99	0.71	0.52	0.50
	Abell 193		$\uparrow_{\rightarrow}$	0.08	0.01	0.30	0.04
	Abell 2457			$\uparrow_{\rightarrow}$	0.87	0.95	0.59
	Abell 2589				$\uparrow_{\rightarrow}$	0.52	0.16
	Abell 2593					$\uparrow_{\rightarrow}$	0.45

Tabla 4.5: Semejanza entre funciones de distribución globales.

		Abell 168	Abell 193	Abell 2457	Abell 2589	Abell 2593	Abell 2626
E	Abell 147	0.03	0.78	0.91	0.32	0.34	0.85
	Abell 168	$\uparrow_{\rightarrow}$	0.06	0.06	0.01	0.49	0.31
	Abell 193		$\uparrow_{\rightarrow}$	0.98	0.91	0.75	0.83
	Abell 2457			$\uparrow_{\rightarrow}$	0.43	0.93	1.00
	Abell 2589				$\uparrow_{\rightarrow}$	0.15	0.21
	Abell 2593					$\uparrow_{\rightarrow}$	0.95
S0	Abell 147	1.00	0.92	0.87	0.54	0.50	0.09
	Abell 168	$\uparrow_{\rightarrow}$	0.85	0.99	0.89	0.20	0.13
	Abell 193		$\uparrow_{\rightarrow}$	0.95	0.86	0.92	0.14
	Abell 2457			$\uparrow_{\rightarrow}$	0.98	0.30	0.17
	Abell 2589				$\uparrow_{\rightarrow}$	0.32	0.44
	Abell 2593					$\uparrow_{\rightarrow}$	0.05
S	Abell 147	0.98	0.04	1.00	0.97	0.51	0.21
	Abell 168	$\uparrow_{\rightarrow}$	0.02	0.98	0.93	0.86	0.50
	Abell 193		$\uparrow_{\rightarrow}$	0.10	0.21	0.26	0.53
	Abell 2457			$\uparrow_{\rightarrow}$	0.99	0.57	0.25
	Abell 2589				$\uparrow_{\rightarrow}$	0.49	0.38
	Abell 2593					$\uparrow_{\rightarrow}$	0.96

Tabla 4.6: Semejanza entre funciones de distribución globales. Comparación por tipos morfológicos. Galaxias con  $M_V \leq -19.0$

Los resultados más destacables son:

- La construcción de FL de cúmulos supone controlar una serie de factores que pueden afectar a las cuentas que se obtienen, especialmente en lo que respecta a los objetos más pequeños y débiles.
- A la hora de hacer una substracción de galaxias de fondo estadística hay que procurar utilizar cuentas de campos vacíos ya que no suponen ningún sesgo. No ocurre lo mismo con el uso de índices de color, ya que éstos tienden a eliminar galaxias de tipos tempranos mientras que apenas afectan a las galaxias de tipos tardíos. La ventaja del uso de colores es que permite detectar cúmulos o grupos proyectados que el uso de campos vacíos no elimina.
- Dada la profundidad de los catálogos generados en el proyecto *WINGS*, el rango de magnitud que se observa de la FL de cada cúmulo está determinado por la densidad de galaxias de baja luminosidad y la substracción de galaxias de fondo. El gradiente radial de densidad hace que la FL sea mucho más evidente en las regiones centrales de cada cúmulo.
- Los ajustes de las distribuciones de luminosidad se ven limitados por el pequeño número de galaxias que se pueden utilizar para tales ajustes. El pequeño número de galaxias brillantes aumenta la incertidumbre en la magnitud característica  $M^*$ , mientras que la pequeña densidad de galaxias débiles junto a la substracción de fondo afecta a la incertidumbre de  $\alpha$ . Si nos restringimos a la región central disminuye claramente la incertidumbre en  $\alpha$  pero no así de  $M^*$ . Al no haber prácticamente corrección por galaxias de fondo los intervalos de la región más brillante están determinados por el número de galaxias de la región en estudio no hay forma de aumentar la señal en estos intervalos. No ocurre lo mismo en

la zona más débil donde sí se hace substracción y se puede aumentar la señal eligiendo regiones de mayor densidad aparente (resultado de una mayor densidad local del cúmulo).

- Si nos limitamos a la región central, donde la incertidumbre sobre los ajustes es menor, nos encontramos con 3 cúmulos con FL con pendientes negativas (es decir, disminución de la densidad de galaxias con la luminosidad), 3 con pendientes más o menos planas y un cúmulo con un aumento claro del número de galaxias débiles. En principio, no se encuentra ninguna relación con ninguna propiedad más general de los cúmulos como la riqueza o el tipo Bautz-Morgan. Además, el cúmulo con mayor densidad de galaxias es un caso claro de contaminación por un cúmulo próximo.
- Las galaxias más brillantes se excluyeron de los ajustes. Éstas dan lugar a cambios bruscos en todas las distribuciones por lo que no parecen seguir la misma ley de distribución que el resto de galaxias, quizás consecuencia de procesos de formación o evolutivos particulares. Sin embargo, se comprobó que 5 de los 7 cúmulos presentan una fuerte correlación entre la luminosidad de la galaxias más brillante y la luminosidad característica  $M^*$ . Si esta correlación se confirma, los casos discrepantes podría pensarse que son el resultado de procesos especiales que han llevado a sus galaxias centrales a mostrar una luminosidad mucho mayor de lo que les correspondería de seguir la misma correlación que el resto. Sería interesante ver si se dan casos en el sentido opuesto, es decir, cúmulos cuyas galaxias más brillantes sean menos luminosas que lo que les correspondería según esta correlación. Esta correlación apunta a la existencia de una relación entre la formación de la galaxia central y la distribución de luminosidad en las galaxias más brillantes de los cúmulos. Si esto es así, Abell 168 es un ejemplo a tener en cuenta ya que hay indicios de que se trata de un *merger* entre un cúmulo dominado por espirales y un cúmulo dominado por una galaxias cD, luego no se esperaría ninguna relación entre la FL global del cúmulo y la de la cD, a no ser que el estado a partir del cual esa correlación es evidente se alcance rápidamente.
- El estudio con la distancia cumulocéntrica muestra que el cambio principal en la FL se da en la parte más brillante que va desapareciendo según nos alejamos del centro. En la mayoría de los casos la densidad a  $R_C > 600$  Kpc ya es demasiado baja para obtener FL suficientemente nítidas. En 4 de los 7 cúmulos entre el máximo de la región brillante y el aumento de densidad de las galaxias más débiles se produce una pequeña caída de la densidad.
- Por último, al estudiar la FL por tipos morfológicos se obtienen resultados bastante dispares entre los diferentes cúmulos, aunque los tests de contraste de hipótesis muestran que en la mayoría de los casos no se puede descartar que exista una FL por tipo morfológico de la que deriven las FL que se observan. Sin embargo, sí hay cúmulos que se desvían del comportamiento general del resto de la muestra por lo que es necesario buscar explicaciones satisfactorias capaces de justificar la existencia de tales discrepancias. Una de las explicaciones con mayor peso es la de la influencia del ambiente sobre las galaxias ya que el cúmulo que presenta la distribución de luminosidad de espirales que más se desvía es al mismo tiempo el cúmulo más compacto y con una región central más densa, aunque tampoco hay que descartar que la diferencia en realidad sea consecuencia de una diferencia en la distribución espacial de las espirales de este cúmulo respecto, ya que una mayor densidad central de espirales respecto al resto de cúmulos también daría como resultado una FL diferente.

## Bibliografía

- Aaronson, M., Persson, S. E. & Frogel, J. A. 1981, *ApJ*, 245, 18
- Abell, G. O. 1958, *ApJS*, 3, 211
- Abell, G. O. 1961, *AJ*, 66, 607
- Andreon, S. 1998, *ApJ*, 501, 533
- Barazza, F. D. & Binggeli, B. 2002, accepted for publication in *A&A letters.*, 9112
- Binggeli, B., Sandage, A. & Tammann, G. A. 1985, *AJ*, 90, 1681
- Binggeli, B., Sandage, A. & Tammann, G. A. 1988, *ARA&A*, 26, 509
- Choloniewski, J. 1985, *MNRAS*, 214, 189
- Dressler, A. 1978, *ApJ*, 222, 23
- Dressler, A. 1978, *ApJ*, 223, 765
- Dressler, A. 1980, *ApJ*, 236, 351
- Fabian, A. C. 1994, *ARA&A*, 32, 277
- Fasano, G., Poggianti, B. M., Couch, W. J., Bettoni, D., Kjærgaard, P. & Moles, M. 2000, *ApJ*, 542, 673
- Fasano, G., Poggianti, B., Couch, W., Bettoni, D., Kjærgaard, P. & Moles, M. 2001, *Ap&SS*, 277, 417
- Fasano, G., Bettoni, D., D'Onofrio, M., Kjærgaard, P. & Moles, M. 2002, *A&A*, 387, 26
- Felten, J. E. 1977, *AJ*, 82, 861
- Hubble, E. & Humason, M. L. 1931, *ApJ*, 74, 43
- Liske, J., Lemon, D. J., Driver, S. P., Cross, N. J. G., & Couch, W. J. 2003, *MNRAS*, 344, 307
- Lopez-Cruz, O. & Yee, H. K. C. 1995, *ASP Conf. Ser.* 86: Fresh Views of Elliptical Galaxies, 279
- Lugger, P. M. 1986, *ApJ*, 303, 535
- Oemler, A. J. 1974, *ApJ*, 194, 1
- Ostriker, J. P. & Hausman, M. A. 1977, *ApJ*, 217, L125
- Pence, W. 1976, *ApJ*, 203, 39
- Plionis, M., Barrow, J. D. & Frenk, C. S. 1991, *MNRAS*, 249, 662
- Poggianti, B. M. 1997, *A&AS*, 122, 399
- Proprius, R. de et al. 2003, *MNRAS*, 342, 725
- Rood, H. J. 1969, *ApJ*, 158, 657
- Sandage, A. 1972, *ApJ*, 178, 1
- Sandage, A., Binggeli, B. & Tammann, G. A. 1985, *AJ*, 90, 1759
- Schechter, P. 1976, *ApJ*, 203, 297
- Secker, J. & Harris, W. E. 1997, *PASP*, 109, 1364
- Seigar, M. S., Lynam, P. D., & Chorney, N. E. 2003, *ArXiv Astrophysics e-prints*, 5340
-

- 
- Thompson, L. A. & Gregory, S. A. 1980, ApJ, 242, 1
- Trevese, D., Cirimele, G. & Appodia, B. 1996, A&A, 315, 365
- Valotto, C. A., Moore, B. & Lambas, D. G. 2001, ApJ, 546, 157
- Whitmore, B. C., Gilmore, D. M. & Jones, C. 1993, ApJ, 407, 489
- Zwicky, F. 1938, PASP, 50, 218
- Zwicky, F., Herzog, E., Wild, P. 1961. "Catalog of Galaxies and Clusters of Galaxies " (Pasadena: California Institute of Technology)
-



## Capítulo 5

# Relación Color-Magnitud



## 5.1. Introducción

La existencia de una relación entre la magnitud en una banda y un color ya aparece en el trabajo de Baum (1959). Posteriormente, Rood (1969) presenta datos del centro de Coma donde se muestra la tendencia de las galaxias más luminosas a presentar colores más rojos y al mismo tiempo se apunta como origen de esta relación al aumento de la metalicidad de las galaxias al aumentar en luminosidad e incluso se lanza la hipótesis de que dicha diferencia sea resultado de la mayor capacidad de las galaxias más masivas a retener más gas enriquecido de las explosiones de supernova. A finales de la década de los 70 y principios de los 80, los trabajos de Visvanathan, Sandage y Griersmith (Visvanathan & Sandage, 1977; Visvanathan & Griersmith, 1977; Sandage & Visvanathan, 1978; Griersmith, 1980; Visvanathan, 1981) dieron un nuevo impulso al estudio de la RCM y mostraron la universalidad de dicha relación tanto en las galaxias de tipos tempranos (E y S0) como en las espirales menos tardías. Además, Griersmith (1980) encuentra que la RCM es la misma no sólo para las E y S0 sino también para las espirales de tipos tempranos y que dicha relación es prácticamente independiente del medio en el que se encuentran las galaxias. Sin embargo, la universalidad de la RCM entre diferentes tipos de galaxias parece depender de las bandas que se utilicen. Por ejemplo, Tully, Mould & Aaronson (1982) y Mobasher, Ellis & Sharples (1986) encuentran diferencias entre la RCM de galaxias de tipos tempranos y espirales cuando se utilizan colores de bandas en el óptico y en el infrarrojo.

El origen físico de la RCM parece estar ligado a la relación metalicidad-luminosidad (Rood, 1969; Mobasher, Ellis & Sharples, 1986; Kodama & Arimoto, 1997; Vazdekis et al., 2001). A su vez, esta relación sería una consecuencia del proceso de formación de las galaxias. La idea básica, que ya aparece en Rood (1969), consiste en la mayor capacidad que tienen las galaxias más masivas para retener el gas enriquecido de las explosiones de supernova en las etapas de máxima actividad de formación estelar (Arimoto & Yoshii, 1987). En los modelos de colapso monolítico (Eggen, Lynden-Bell & Sandage, 1962) la época de formación de la galaxia coincidiría prácticamente con la edad de la población estelar que se habría formado durante el colapso de la nube protogaláctica a alto  $z$ . Por su parte, en los modelos de formación jerárquica (Kauffmann, 1996) las poblaciones estelares serían más viejas que las propias galaxias las cuales se habrían ido formando a través de fusiones de galaxias de menor tamaño. Las galaxias progenitoras de las galaxias masivas actuales serían más masivas que las progenitoras de galaxias actuales más pequeñas, por lo que, de nuevo, la mayor capacidad de retención de gas enriquecido de las galaxias más masivas sería la causa de la existencia de la RCM. Trabajos más recientes en cúmulos a  $z \gtrsim 0.5$  (Ellis et al., 1997; Stanford, Eisenhardt, & Dickinson, 1998) y en galaxias de campo a  $z \sim 0.9$  (Kodama, Bower & Bell, 2001) han mostrado que la RCM ya aparece en poblaciones varios miles de millones de años más joven que las poblaciones actuales. Esto impone fuertes restricciones a los modelos de formación de galaxias, especialmente en lo que se refiere a la época de formación estelar más intensa y al número de fusiones que han sufrido las galaxias a lo largo de su historia evolutiva. Por ejemplo, Stanford, Eisenhardt, & Dickinson (1998) encuentran que la pendiente y la dispersión de la RCM de cúmulos ricos hasta  $z \sim 0.9$  varía muy poco respecto a cúmulos a  $z \sim 0$  (en concreto Coma), lo que sugiere que la mayor parte de la población estelar de las galaxias de tipos tempranos de dichos cúmulos se han formado en épocas anteriores a  $z = 0.9$  y han evolucionado pasivamente desde entonces. Además, la pequeña variación de la dispersión indicaría una alta sincronización en la formación de estrellas en las galaxias de tipos tempranos ya que, de lo contrario, las variaciones de edad en las poblaciones estelares producirían variaciones de la dispersión en la RCM según se fuese variando el *redshift* de la muestra que se observase.

Además de utilizar la RCM para imponer restricciones a las teorías de formación y evolución de las galaxias (Bower, Kodama & Terlevich, 1998), la RCM también se ha utilizado como instrumento para determinar distancias entre cúmulos (Visvanathan & Griersmith, 1977; Bower, Lucey & Ellis, 1992) o para eliminar galaxias de fondo en trabajos relacionados con cúmulos (p.e. Secker, Harris & Plummer, 1997; Fasano et al., 2002).

Este último uso práctico de la RCM tiene gran importancia al estudiar cúmulos de galaxias desde el punto de visto fotométrico, para tratar de minimizar los efectos de la contaminación por galaxias que no pertenecen al cúmulo. En primer lugar, como la RCM está determinada por galaxias de tipos tempranos ello supone una cota superior para el color de las galaxias del cúmulo, ya que las galaxias se hacen más azules según nos desplazamos en el diagrama de Hubble hacia tipos más tardíos (ver p.e. Roberts & Haynes, 1994). Después, el efecto K produce un enrojecimiento de los colores observados de las galaxias al aumentar el *redshift*, que es más pronunciado para las galaxias de tipos más tempranos (Pence, 1976; Poggianti, 1997). Este método sirve para eliminar galaxias con una alta probabilidad de ser galaxias proyectadas y es un método con un sesgo hacia galaxias de tipos tempranos que son aquéllas en las que tanto los colores intrínsecos como el efecto K a cualquier *redshift* dan lugar a un enrojecimiento. Por el contrario, las galaxias de tipos tardíos que presentan colores intrínsecos más azules pueden presentar colores aparentes compatibles con colores de galaxias del cúmulo en un rango amplio de *redshift*. Además, el efecto K es menos importante que en las galaxias de tipos tempranos e incluso a partir de cierto valor de  $z$  puede dar lugar a colores aún más azules que los colores intrínsecos de las galaxias. Por lo tanto, la RCM sirve fundamentalmente para eliminar galaxias lejanas de tipos tempranos.

## 5.2. El Diagrama Color-Magnitud

Para obtener los diagramas Color-Magnitud (desde ahora, DCM) se utilizaron las magnitudes totales de las galaxias y el índice ( $B - V$ ) medido dentro de una apertura fija. Esto último es necesario para que los flujos que se utilizan para calcular el color procedan de las mismas regiones de cada galaxia, lo cual no ocurriría en el caso de utilizar magnitudes isofo-tales. Bernardi et al. (2003) estudian la RCM que se obtiene al utilizar diversas definiciones prácticas del índice de color y llegan a la conclusión de que la relación se observa cuando se utilizan colores medidos en aperturas fijas y desaparece al utilizar colores obtenidos a partir de magnitudes totales. Otro motivo para hacer uso de aperturas fijas en el cálculo del índice de color es la posibilidad de hacer comparaciones adecuadas entre cúmulos que se encuentran a distinta distancia. Para lograr esto se optó por utilizar una apertura determinada por un mismo diámetro lineal en el sistema comóvil de cada cúmulo. El tamaño de apertura que se consideró más adecuado fue de 10 kpc lo que nos permite hacer comparaciones con otros trabajos sobre propiedades fotométricas de galaxias en cúmulos como Fasano et al. (2002).

Sin embargo, ese tamaño de apertura es demasiado grande para el conjunto de galaxias más pequeñas de cada campo, lo que hace aumentar la incertidumbre en las medidas del color al aumentar la región de cielo que se incluye dentro de la apertura y por la mayor influencia que tiene la contaminación por objetos próximos. Por este motivo, se utilizó la fotometría de apertura para objetos con tamaños superiores a 200 píxeles (de forma que se mantiene la coherencia en las medidas de color dentro del Catálogo Morfológico) y para las galaxias más pequeñas el color se obtuvo directamente de las magnitudes totales.

En la Figura 5.1 se muestran los diagramas Color-Magnitud de los 7 campos que se están estudiando. Con puntos de mayor tamaño se han representado las galaxias con medidas de

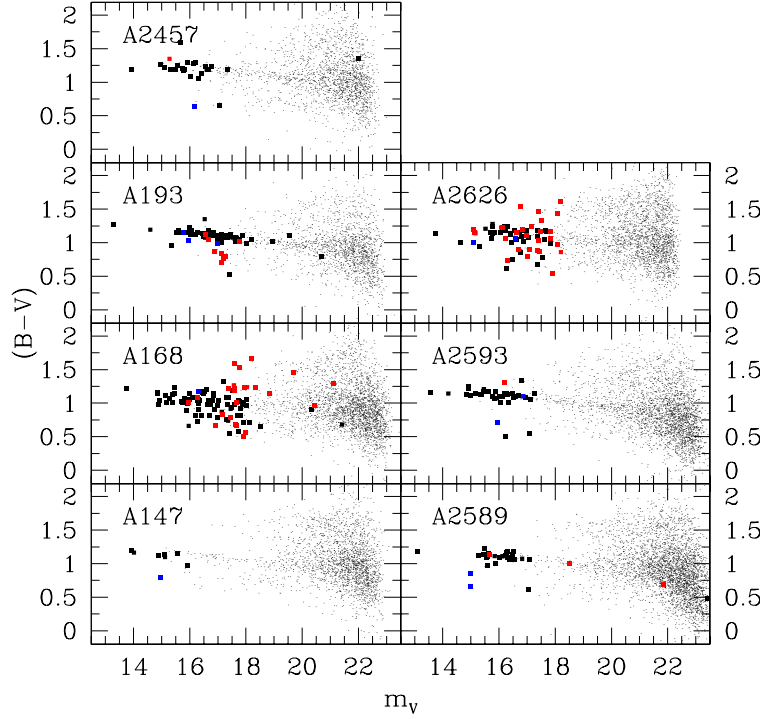


Figura 5.1: Diagrama Color-Magnitud de cada uno de los campos de la muestra. Los puntos azules indican galaxias con  $(z - z_{\text{cúmulo}}) < -0.005$ , los rojos galaxias con  $(z - z_{\text{cúmulo}}) > 0.005$  y los negros las galaxias con *redshift* medido que pertenecen al cúmulo.

velocidad de recesión, distinguiendo entre aquellas que pertenecen al cúmulo (negro), la que están más cerca que el cúmulo (azul) y las más alejadas (rojo).

### 5.2.1. La Relación Color-Magnitud

La determinación de la posición de la RCM de los cúmulos es de gran interés ya que de la comparación entre diferentes cúmulos y distintas épocas se pueden establecer fuertes restricciones a las teorías de formación y evolución de las galaxias.

En primer lugar, la pendiente se puede utilizar para estudiar la validez de teorías de formación de galaxias cuando se confrontan las RCM de cúmulos a distinto *redshift* (Gladders, Lopez-Cruz, Yee & Kodama, 1998), aunque primero hay que determinar en qué medida la RCM tiene la misma pendiente en cúmulos a igual *redshift* y si existen otros factores que puedan afectar a la forma de la RCM.

En todos los cúmulos de la muestra se aprecia claramente la existencia de la RCM. La anchura de esta relación varía de unos cúmulos a otros no sólo por variaciones en las condiciones de observación sino por factores internos de cada cúmulo como la variación de las poblaciones galácticas.

En primer lugar nos centraremos en la obtención de la posición de la RCM. Para ello se optó por hacer un ajuste sin imponer ningún tipo de condición sobre las propiedades de las galaxias. Se sabe que esta relación se da principalmente entre galaxias de tipos tempranos como elípticas y lenticulares pero también se observa en galaxias espirales de tipos tempranos

(Grierson, 1980) y existen evidencias de que la relación alcanza hasta las galaxias de menor luminosidad (Hilker, Mieske, & Infante, 2003). Debido a las dificultades de extraer las galaxias de fondo o de poder obtener información morfológica es interesante averiguar si la RCM puede ajustarse utilizando todas las galaxias del campo aplicando únicamente criterios sobre magnitudes y colores.

Para evitar la influencia de *outliers* claros se eliminaron las galaxias que tuviesen colores a más de  $0.6^m$  de la moda de la distribución de  $(B - V)$ . Este un criterio lo suficientemente conservador como para no perder galaxias de la RCM. El ajuste de la recta se llevó a cabo mediante el siguiente proceso, similar a un ajuste por mínimos cuadrados pero con algunas variaciones importantes.

1. Se eligió un rango de valores de la pendiente de la RCM a explorar y un intervalo de separación entre cada valor, que daría la precisión en la determinación de la pendiente (0.001 era suficiente). Un ajuste por mínimos cuadrados de las galaxias más brillantes permite hacerse una idea de cuál tiene que ser dicho rango.
2. Para cada valor de la pendiente se calculó un estimador de escala. En un ajuste por mínimos cuadrados se busca el ajuste que minimiza la dispersión considerando que los residuos siguen una distribución normal. Sin embargo, en este caso la distribución de los residuos, al considerar todas las galaxias, no es normal. Por este motivo se eligió como estimador de escala el SBI (*Scale Biweight Estimator*) descrito en Beers, Flynn & Gebhardt (1990). Este estimador es menos sensible a las colas de la distribución y además tiende a la desviación estándar cuando la distribución es normal. Se siguió un proceso iterativo en el que se eliminaban las galaxias con residuos superiores a  $2 \times SBI$ . El proceso se detenía cuando se cumplía alguno de los siguientes criterios:
  - Que la SBI no cambiase más de 0.005 entre dos pasos consecutivos.
  - Que el número de objetos que tuviese que ser eliminados fuese mayor del 5 %. Este criterio se justifica si tenemos en cuenta que en una distribución no normal con colas muy extensas la fracción de puntos a menos de 2 veces la desviación estándar del valor central es mayor que el 95 % que se tendría de estar trabajando con una distribución normal. Según se van eliminando puntos más alejados de la RCM la distribución de los residuos se va aproximando a una distribución normal y la SBI tiende a la desviación estándar. Cuando se alcanza la situación en la que menos del 95 % de la muestra está a menos de  $2 \times SBI$ , se habrán eliminado los elementos de las colas extensas de la distribución.
3. Una vez alcanzada la convergencia, el punto cero del ajuste para cada valor de la pendiente, se obtuvo a partir del valor del estimador central CBI (*Central Biweight Estimator*), descrito igualmente por Beers, Flynn & Gebhardt.
4. Llegados a este punto se tiene un conjunto de valores de ajustes a la RCM con distintos valores de pendiente y punto cero. Ahora lo que interesaba era determinar cuál de dichos ajustes representaba mejor la RCM del conjunto y no sólo de los valores finales del proceso iterativo. Para hacerlo utilizó la desviación absoluta de la media o *MAD* (Beers, Flynn & Gebhardt, 1990) de la distribución de *todos* los residuos finales de cada ajuste, sin contar los *outliers* inicialmente descartados. No se utilizó la SBI porque se comprobó que los resultados obtenidos con aquélla eran más estables.

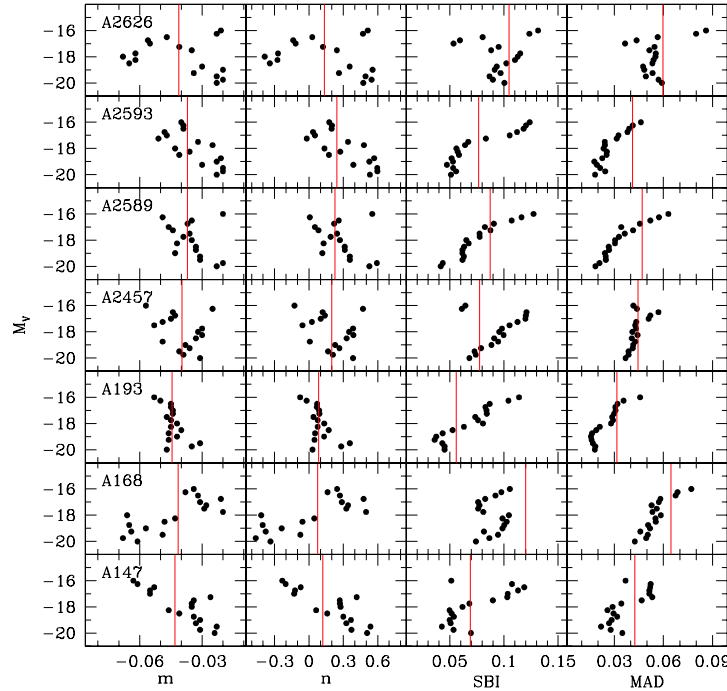


Figura 5.2: Variación de los coeficientes del ajuste de la RCM (pendiente  $m$  y punto cero  $n$ ) en función de la magnitud absoluta de corte aplicada en cada caso. En la última columna se dan los valores del estimador de escala SBI. La línea roja corresponde al valor final aceptado para cada cúmulo obtenido a partir de un ajuste lineal a los puntos de corte de las distintas RCM calculadas para cada cúmulo.

5. Dado que la dispersión aumenta al disminuir el brillo aparente de corte y además lo hace de manera asimétrica respecto a la RCM, los valores del ajuste varían en función de la magnitud aparente de corte que se utilice en los ajustes. Para controlar la influencia de dicha magnitud de corte, se calculó la posición de la RCM siguiendo los pasos anteriores, aumentando el valor de aquélla.
6. El resultado final de todo el proceso descrito es una colección de rectas cada una de las cuales representaba el mejor ajuste a la RCM para diferentes subconjuntos (uno por cada valor de la magnitud de corte). Estas rectas se cortan entre sí y los puntos de intersección nos dan posiciones con mayor probabilidad de pertenecer a la RCM, en todo el rango de luminosidades. Mediante un ajuste lineal dichos puntos se localizó la RCM definitiva para cada cúmulo.

El método aunque laborioso tiene la ventaja de utilizar la información disponible para todas las galaxias de cada campo, es robusto frente a la presencia de puntos alejados de la RCM como en el caso de la presencia de un cúmulo proyectado y se ve menos afectado por problemas en los extremos de alta y baja luminosidad.

La Figura 5.2 presenta los valores de los coeficientes del ajuste en función de la magnitud de corte que se utilice. Se aprecia claramente como puede afectar dicho corte a los valores finales de

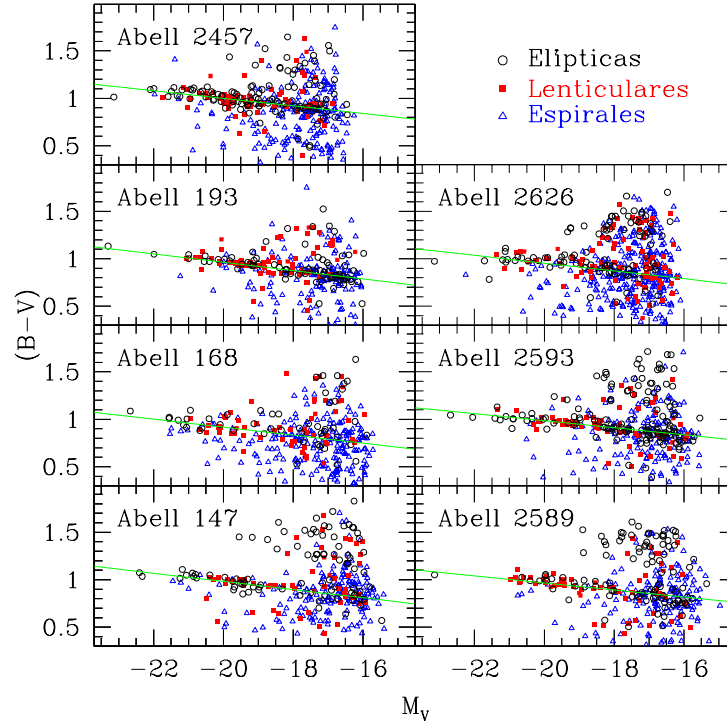


Figura 5.3: Diagrama Color-Magnitud utilizando las galaxias con clasificación morfológica visual disponible. Los puntos negros representan a las elípticas, los rojos a las lenticulares y los triángulos azules a las espirales. La línea verde es un ajuste lineal utilizando las galaxias de tipos tempranos (ver el texto para más detalles).

la RCM. Con líneas rojas se han indicado los valores finales. En la Tabla 5.1 se dan los resultados de este método y en la Figura 5.3 los ajustes finales se han representado con líneas verdes. En la tabla, además de los coeficientes de la recta se dan también los valores del estimador de escala SBI, calculado a partir de los puntos utilizados para obtener el ajuste, y la MAD calculada con todos los datos a menos de  $0.3^m$  de la moda, lo que da una idea de la dispersión final en torno a la RCM.

Es interesante comprobar hasta qué límite en luminosidad se detecta la RCM. Para ello, se considera que la RCM es una región de alta densidad de puntos en el DCM, por lo que para estimar su posición en un rango de magnitud lo adecuado es utilizar la moda. La Figura 5.4 es una forma de visualizarlo. Esta obtenida tomando grupos de 200 galaxias de magnitud ascendente. Para cada grupo se calcula la mediana de la magnitud absoluta y la moda de la distancia a la RCM, es decir,  $\Delta_{(B-V)}$  calculada en intervalos de  $0.01^m$ .

Se observa que hasta  $M_V \sim -16$  la moda oscila en torno a cero con una amplitud de  $\sim \pm 0.1^m$ . A partir de dicha magnitud absoluta el comportamiento varía entre los cúmulos. Abell 147 y Abell 2626 muestran una alta dispersión de valores. Por el contrario, Abell 2457 presenta una dispersión muy baja hasta el límite de detección. Teniendo en cuenta que los diagramas Color-Magnitud contienen galaxias tanto del cúmulo como proyectadas, la oscilación de la moda en torno a la RCM apunta a la persistencia de la misma hasta luminosidades correspondientes a  $M_V \sim -14$ . A luminosidades más débiles que ésta tres campos (A2589, A2593 y A2626) pre-

Cúmulo	Pendiente	Punto Cero	SBI	MAD
A147	-0.043	0.122	0.069	0.042
A168	-0.042	0.077	0.120	0.065
A193	-0.044	0.084	0.056	0.032
A2457	-0.040	0.200	0.077	0.045
A2589	-0.037	0.227	0.087	0.047
A2593	-0.037	0.244	0.077	0.041
A2626	-0.041	0.134	0.105	0.060

Tabla 5.1: Coeficientes de la RCM obtenidos minimizando la MAD. Las galaxias utilizadas para el ajuste son aquéllas de tipos tempranos del catálogo *Mcat*.

sentan una caída significativa de  $\Delta_{(B-V)}$ . Esto podría ser consecuencia de dos factores. Por un lado que la densidad de galaxias proyectadas azules superase a la densidad de galaxias del cúmulo en ese rango de luminosidad. O bien, que el color de las galaxias más débiles del cúmulo sea más azul que el que le correspondería se siguiesen la RCM de las galaxias más brillantes. Para comprobar si el efecto podía ser consecuencia de las galaxias de fondo se recurrió a las cuentas de Metcalfe et al. (1991). En la tabla 5(a) de dicho artículo se ve que el color de las galaxias de fondo comienza a ser más azul a  $B_{ccd} \sim 23.0$ . La transformación a magnitudes en V se puede estimar utilizando las ecuaciones de la tabla 2 de mismo artículo. Según dicha tabla:

$$V_{ccd} = V + 0.022(B - V) \quad (5.1)$$

$$(B - V)_{ccd} = 0.842(B - V) \quad (5.2)$$

Donde las magnitudes con subíndice *ccd* son magnitudes instrumentales y las magnitudes sin subíndice son magnitudes estándar de Johnson. Teniendo en cuenta que  $V_{ccd} = B_{ccd} - (B - V)_{ccd}$ , se puede operar con las ecuaciones anteriores para llegar a la expresión:

$$V = B_{ccd} - 1.026(B - V)_{ccd} \quad (5.3)$$

Como valor medio de  $(B - V)_{ccd}$  los autores dan 0.8, por lo que la transformación final es:

$$V = B_{ccd} - 0.821 \quad (5.4)$$

Es decir, que la magnitud aparente en banda V a partir de la cual se produce la disminución en el color de las galaxias de fondo es  $\sim 22.2$ . Si a esta magnitud se le aplica el módulo de distancias de los cúmulos Abell 2589 y Abell 2593,  $\sim 36.16$ , se obtiene  $\sim -14$ , que es precisamente lo que se observa.

Por lo tanto, el desplazamiento de la moda de  $\Delta_{(B-V)}$  a magnitudes más débiles que  $M_V \sim -14$  es consecuencia de (o en gran parte debido a) la contaminación por galaxias proyectadas.

### 5.3. Distribuciones respecto a la RCM

Una vez establecida la posición de la RCM se puede estudiar la distribución del índice  $(B - V)$  de las galaxias del campo respecto a la misma. Siguiendo a van Dokkum et al. (1998), ya se ha introducido el término  $\Delta_{(B-V)}$  como la diferencia  $(B - V) - (B - V)_{RCM}$ , donde  $(B - V)_{RCM}$  indica el índice de color que tendría una galaxia si estuviese en la RCM manteniendo

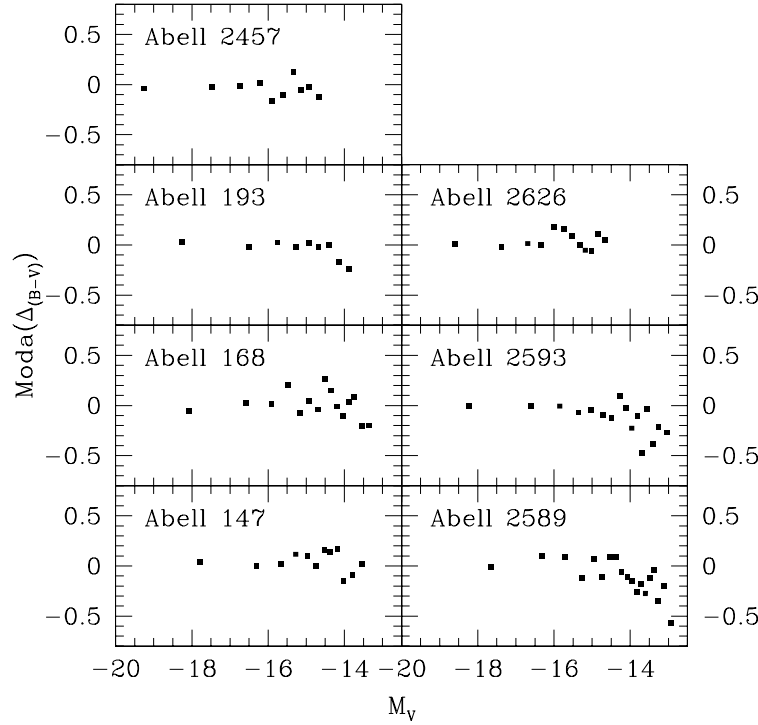


Figura 5.4: Variación de la posición de la moda de  $\Delta_{(B-V)}$  en función de la magnitud absoluta. Ver el texto para más detalles.

su magnitud absoluta. Es decir,  $\Delta_{(B-V)}$  es la diferencia de color de una galaxia respecto a otra de igual magnitud que cayese en la RCM. Ya que la pendiente de la RCM es muy pequeña  $\Delta_{(B-V)}$  también puede aproximarse a la distancia que separa una galaxia de la RCM.

A continuación se estudiará esta distribución en función de la magnitud absoluta, la distancia al centro de cada cúmulo y el tipo morfológico, haciendo un inciso previo sobre factores que pueden afectar la dispersión en el DCM y, por ello, a las distribuciones que quieren analizarse.

### 5.3.1. La Dispersión en el Diagrama Color-Magnitud

Antes de entrar a analizar las distribuciones de  $\Delta_{(B-V)}$ , es necesario tener presentes los diferentes factores, aparte de los que se estudian en cada caso, que pueden afectar a dichas distribuciones, especialmente a su anchura.

La principal fuente de incertidumbre son los errores relacionados con las medidas. En primer lugar está el error estadístico que depende del flujo de la fuente, el ruido de fondo y de las propiedades del detector. Éste es estimado por el mismo SExtractor durante el proceso de medida. Dentro del conjunto de galaxias más brillantes no es muy importante pero al ir aumentando la magnitud de las galaxias estos empiezan a ser significativos. La curva de la Figura 5.5 es una estimación del error fotométrico cometido por SExtractor. Esta calculada utilizando los datos de los 7 campos (lo que pudo hacerse porque las curvas de cada uno de los campos son muy similares) y calculando la mediana del error en  $(B - V)$  en intervalos de  $0.2^m$ . Esta sería una de las principales causas del ensanchamiento de la RCM que se observa.

Pero, además de los errores propios de realizar mediciones en objetos débiles, hay dificultades



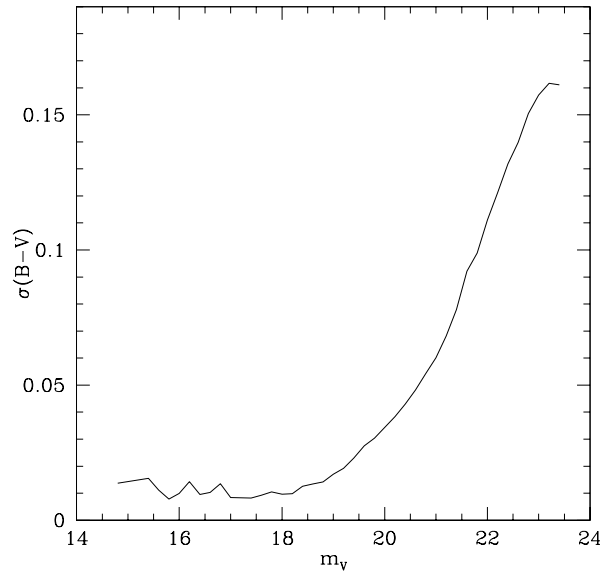


Figura 5.5: Curva de error del índice  $(B - V)$  utilizado para construir los diagramas Color-Magnitud. Está obtenida a partir de la mediana del error de las galaxias en intervalos de  $0.2^m$  en  $m_V$ .

técnicas que se traducen en medidas erróneas del índice de color y en un aumento de la dispersión de los datos en el DCM. Por ejemplo, la presencia de objetos con halos extensos afecta a la fotometría que se realiza en las regiones próximas, especialmente cuando se hace sobre objetos débiles. También hay que tener en cuenta las diferencias en la segmentación que hace SExtractor en ambas bandas, que pueden ser importantes cuando el objeto es irregular, está próximo a otro objeto o cae cerca de una zona con píxeles malos de la CCD. Se comprobó que aquellas galaxias con colores fuera del rango  $(B - V) \in (0, 2)$ , sufrían alguno de estos problemas.

Finalmente, hay que añadir el hecho de que estamos muestreando galaxias a distintas distancias y de distintos tipos morfológicos. Una misma galaxia a distintas distancias no sólo mostrará diferentes magnitudes aparentes, además su índice de color se verá afectado por el efecto K cosmológico y por el uso de una apertura fija que corresponderá a distintas fracciones de la galaxia.

### 5.3.2. La RCM en Función de la Luminosidad

Antes de continuar es necesario recordar que el uso de la terminología “luminosidad” o “magnitud absoluta” sólo tiene sentido físico para las galaxias que pertenecen al cúmulo, como sólo tiene sentido la RCM al tratar las galaxias del cúmulo. Para el conjunto de galaxias proyectadas es simplemente un cambio de escala que se establece por conveniencia. Sin embargo, por comodidad y para mantener la claridad de la exposición se utilizará el término “magnitud absoluta” al resultado de aplicarle el módulo de distancia de un cúmulo a la magnitud aparente de las galaxias de todo un campo, independientemente de que pertenezcan o no al cúmulo en estudio.

En las Figuras 5.6 y 5.7 se muestran las distribuciones de  $\Delta_{(B-V)}$  en intervalos de magnitud absoluta. En el primer conjunto de gráficas la contribución de las galaxias de cada cúmulo es máxima mientras que en el segundo conjunto domina la contaminación por galaxias de

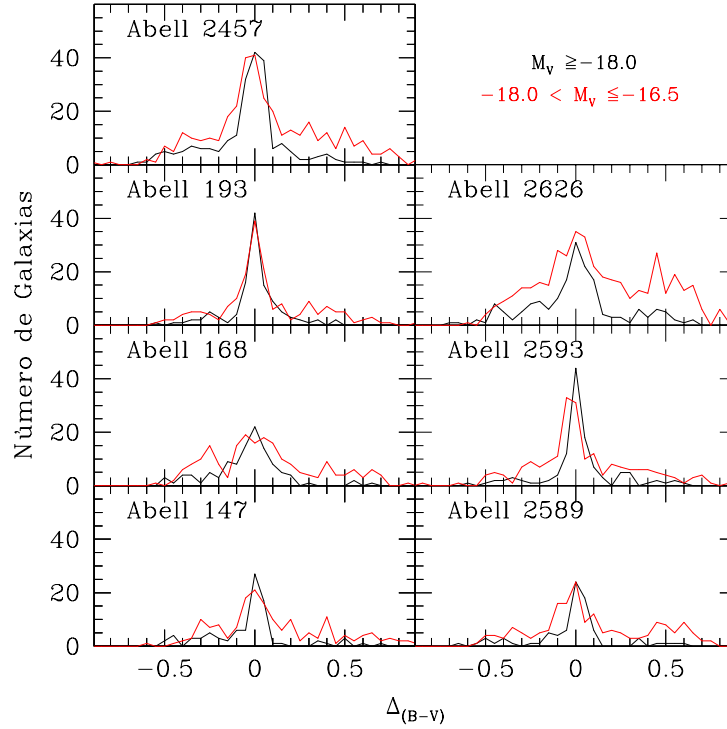


Figura 5.6: Distribución de  $\Delta_{(B-V)}$  para el conjunto de galaxias con  $M_V \leq -16.5$ . La anchura de los intervalos es de  $0.05^m$ .

fondo. Los intervalos en magnitud absoluta se han elegido de forma que los subconjuntos fuesen de tamaño similar para hacer más fácil la comparación entre ambos.

La aplicación de un test tipo KS para comparar las distribuciones de  $\Delta_{(B-V)}$  tiene el inconveniente de que *a priori* se sabe que las muestras que se comparan no proceden de una misma población ya que el grado de contaminación por galaxias de fondo varía con la magnitud. Por este motivo, el análisis se reduce a una comparación cualitativa. También hay que tener presente que la contaminación en cada rango de magnitud es diferente de un campo a otro ya que el módulo de distancia y las correcciones K que se aplican varían en función del *redshift* del cúmulo correspondiente.

Centrándonos primero en el rango brillante de cada campo ( $M_V \leq -16.5$ ) lo que primero se observa es la alta concentración de galaxias en torno  $\Delta_{(B-V)} = 0$  lo que indica la presencia de la RCM en todo el rango de magnitud absoluta. Es llamativo que utilizando los mismos rangos en magnitud absoluta para cúmulos tan diferentes el número de galaxias más próximas a la RCM sea tan similar dentro de cada cúmulo, aunque los números absolutos varíen de unos cúmulos a otros. Esto podría indicar que salvo un factor dependiente de la riqueza de cada cúmulo, la Función de Luminosidad de las galaxias más próximas a la RCM es muy similar en forma en todos los cúmulos.

De todos los ejemplos de esta muestra, el caso paradigmático de RCM es Abell 193. La mitad de las galaxias del campo con  $M_V \leq -18$  están a menos de  $0.06^m$  de distancia de la RCM, mientras que en el rango  $-18 < M_V \leq -16.5$  para obtener la misma proporción hay que aumentar el rango hasta  $0.11^m$ , por la influencia de las galaxias de fondo. Aún así, la dispersión de la RCM de este cúmulo apenas cambia en un intervalo de  $\sim 7$  magnitudes.

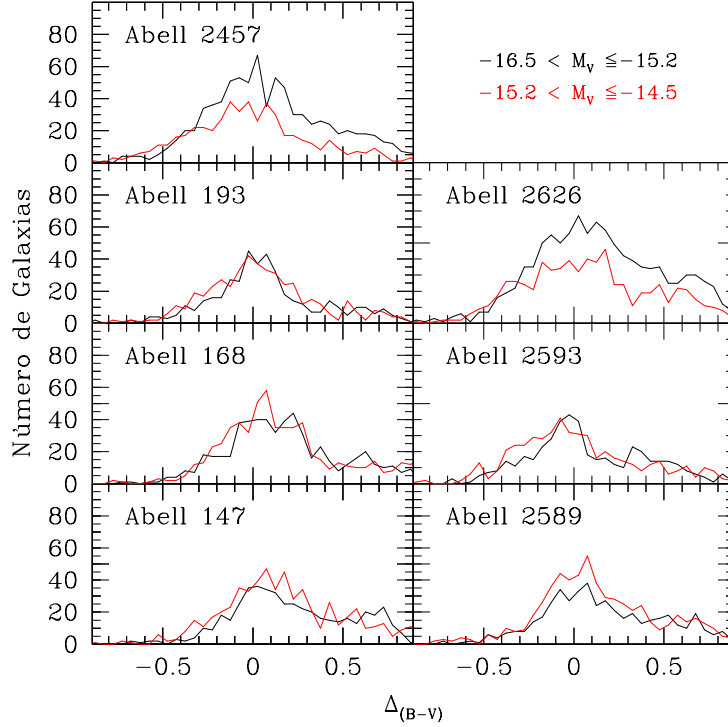


Figura 5.7: Distribución de  $\Delta_{(B-V)}$  para el conjunto de galaxias con  $-16.5 < M_V \leq -14.5$ . El corte a alta luminosidad se impone por cuestiones de completitud entre campos. La anchura de los intervalos es de  $0.05^m$ .

El resto de cúmulos presenta ciertas diferencias entre ambas distribuciones. Por lo general, la distribución de las galaxias más débiles es más ancha resultado de una mayor dispersión intrínseca en los colores de las galaxias. Los casos más extremos corresponden a Abell 168 y Abell 2626. Éste último presenta una alta dispersión en torno a la RCM. Todo apunta a que está relacionado con la presencia de Abell 2625 ( $z = 0.061$ ) en sus proximidades. El efecto debido a la conversión de las magnitudes aparentes de las galaxias de este segundo cúmulo a magnitudes absolutas (suponiendo que el *redshift* es indicativo de la separación entre ambos cúmulos) al sistema de Abell 2626 no puede explicarla ya que la correcciones para pasar al sistema de Abell 2625 serían de  $\sim -0.23$  en magnitudes absolutas y de  $\sim -0.015$  en  $(B - V)$ . Esto quiere decir que la mayor parte de dicha dispersión es intrínseca del cúmulo. En cuanto a Abell 168, no muestra un máximo tan bien definido como en el resto de cúmulos ni siquiera en el rango de luminosidad mayor. Sin embargo, si mantiene cierta semejanza entre los dos rangos de  $M_V$  que se comparan, lo que indica que las galaxias siguen una relación Color-Magnitud pero que su dispersión es mucho mayor que en resto de cúmulos. Es interesante hacer notar que estos dos cúmulos son considerados por diversos autores como ejemplos de cúmulos en procesos de fusión (Tomita et al., 1996; Mohr, Geller & Wegner, 1996), lo cual es considerado como uno de los factores que pueden incrementar la dispersión en torno a la RCM en un cúmulo de galaxias Bower, Kodama & Terlevich (1998). Al mismo tiempo son los cúmulos con mayor proporción de galaxias espirales (véase, Tabla 3.3), las cuales siguen parcialmente la RCM, lo que incrementa la dispersión de la distribución.

Otro detalle común a varios campos es el pico en torno a  $\Delta_{(B-V)} \sim -0.2$ . Este es producido

Cúmulo	$M_V$	$\Delta_{(B-V)}$
Abell 147	-22.43	-0.05
Abell 168	-22.68	0.02
Abell 193	-23.31	0.00
Abell 2457	-23.13	-0.10
Abell 2589	-23.17	-0.08
Abell 2593	-22.71	-0.08
Abell 2626	-23.15	-0.11

Tabla 5.2: Posición de las galaxias más brillantes de cada cúmulo respecto a la RCM.

por galaxias espirales tardías, que son especialmente abundantes en los campos de Abell 168 y Abell 2626.

También es interesante pararse un momento a analizar la posición de las galaxias más brillantes (BCGs) respecto a la RCM. En la Tabla 5.2 se dan los valores de  $\Delta_{(B-V)}$  de las galaxias más brillantes de cada cúmulo. Lo que se observa es que en la mayoría de los casos la BCG presenta un índice de color más azul de lo que le correspondería si siguiese la RCM. Esto puede ser bien un fenómeno real o bien puede ser consecuencia de la forma de determinar el índice de color. Si fuese real, este resultado implicaría que las BCG tienen poblaciones estelares que han sufrido brotes de formación estelar más recientemente que el resto de galaxias elípticas de cada cúmulo. Sin embargo, al utilizar una apertura fija para todas las galaxias en lugar de una apertura efectiva, el resultado es que se están comparando entre sí regiones cualitativamente diferentes. En principio, sorprende que se obtengan colores más azules ya que, en relación al tamaño efectivo, en las BCG se está muestreando una región más interna que en el resto de elípticas y éstas suelen mostrar índices de color más rojos en las regiones más internas (Peletier et al., 1990). Sin embargo, existe un estudio de McNamara & O’Connell (1992) en el que encuentran que algunas de las BCG situadas en el centro de corrientes de enfriamiento (*cooling flows*) muestran índices de color que disminuyen (se hacen más azules) hacia las regiones más internas. Entre los casos que estudian está la BCG de Abell 2626, que muestra ese comportamiento aunque no consideran las medidas de índice de color muy fiables por problemas durante las observaciones. Estos autores encuentran que en las galaxias en las que se dan estas anomalías los colores se van haciendo más rojos con el radio hasta una distancia del centro de  $\sim 5 - 20$  Kpc, por lo que la apertura aquí utilizada estaría observando esta región.

Si pasamos a centrarnos en el conjunto de galaxias más débiles ( $M_V > -16.5$ ) las distribuciones a analizar corresponden a las de la Figura 5.7. Lo primero que hay que tener en cuenta es que la completitud en el rango de menor luminosidad varía de unos cúmulos a otros afectando sobre todo a los cúmulos más lejanos (Abell 2457 y Abell 2626). Además, a estos niveles de luminosidad la contaminación por galaxias de fondo domina las cuentas. A pesar de esto las distribuciones siguen presentado máximos próximos a la RCM. La semejanza entre las distribuciones de un mismo cúmulo siguen siendo muy llamativas si tenemos en cuenta que éstas dependen de la Función de Luminosidad de cada cúmulo y de la contaminación de fondo. La principal conclusión que se extrae de esta figura es que a pesar del ruido, la RCM se detecta hasta las luminosidad más débiles ( $M_V \sim -14.5$ ) con desplazamientos máximos del pico de la distribución de  $\sim 0.1$  magnitudes en  $\Delta_{(B-V)}$  a lo largo de  $\sim 9$  magnitudes en  $M_V$ , es decir, 3 órdenes de magnitud en luminosidad.

...

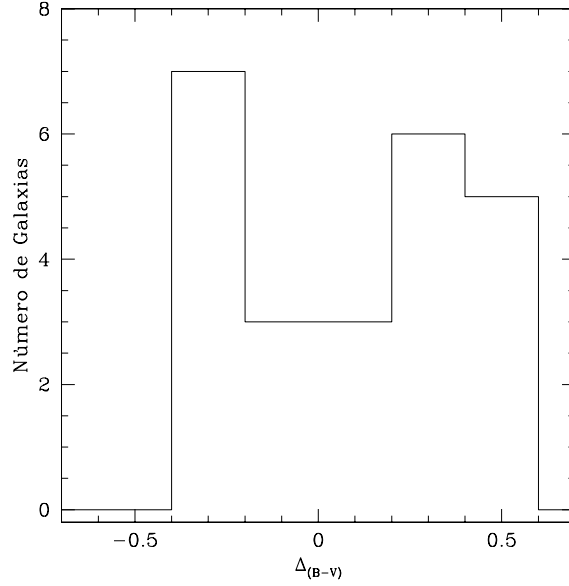


Figura 5.8: Distribución de  $\Delta_{(B-V)}$  de galaxias de todos los campos con  $0.1 \leq z < 0.2$ .

### 5.3.3. La RCM en Función de la Distancia Cumulocéntrica

Para analizar la influencia de la distancia cumulocéntrica sobre la RCM se dividió cada campo en regiones concéntricas, tal y como se vio en el estudio de la Función de Luminosidad. Para minimizar la contaminación por galaxias proyectadas se impuso un corte en magnitud absoluta de  $M_V = -16.5$ , lo que corresponde a los conjuntos más brillantes analizados en el apartado anterior, cuya distribuciones se comprobó que eran bastante similares. En la Figura 5.9 se presentan las distribuciones de  $\Delta_{(B-V)}$  en cada uno de estas regiones. Para hacer más fáciles las comparaciones entre ellas, teniendo en cuenta que el área y densidad son diferentes y que estamos interesados en variaciones en la forma de la distribución, se normalizó cada histograma por el máximo.

El resultado que se obtiene es que la RCM se observa en todos los campos hasta distancias de  $\sim 900$  Kpc del centro. La distribución en la región más externa presenta más dificultades. En 3 cúmulos (Abell 193, Abell 2457 y Abell 2626) las galaxias de la RCM siguen dominando. En los dos cúmulos más próximos (Abell 2589 y Abell 2593) aunque el máximo sigue estando en la RCM apenas destaca sobre otros máximos de la distribución posiblemente relacionados con galaxias de fondo. Por último, Abell 147 y Abell 168 muestran un comportamiento muy distinto a las regiones más externas del resto de cúmulos pero muy similar entre sí. En ambos casos el máximo de la distribución cae en  $\Delta_{(B-V)} \sim -0.2$  que corresponde a galaxias de tipos tempranos. En el resto de campos también se da, aunque de manera menos llamativa, este aumento relativo de las galaxias con colores tales que  $\Delta_{(B-V)} \sim -0.2$  respecto al conjunto de galaxias. Otra característica que se repite en algunos de los histogramas es un máximo en torno  $\Delta_{(B-V)} \sim 0.4$ . En el caso de Abell 2626 éste es realmente importante. Curiosamente, si se estudia la distribución de  $\Delta_{(B-V)}$  para las galaxias con *redshift* conocido en el rango  $0.1 \leq z < 0.2$ , se obtienen dos máximos que se corresponden aproximadamente con las dos características señaladas (Figura 5.8). A falta de información de *redshift* para el resto de las galaxias de los campos es difícil precisar si los máximos secundarios que ven fuera de la RCM

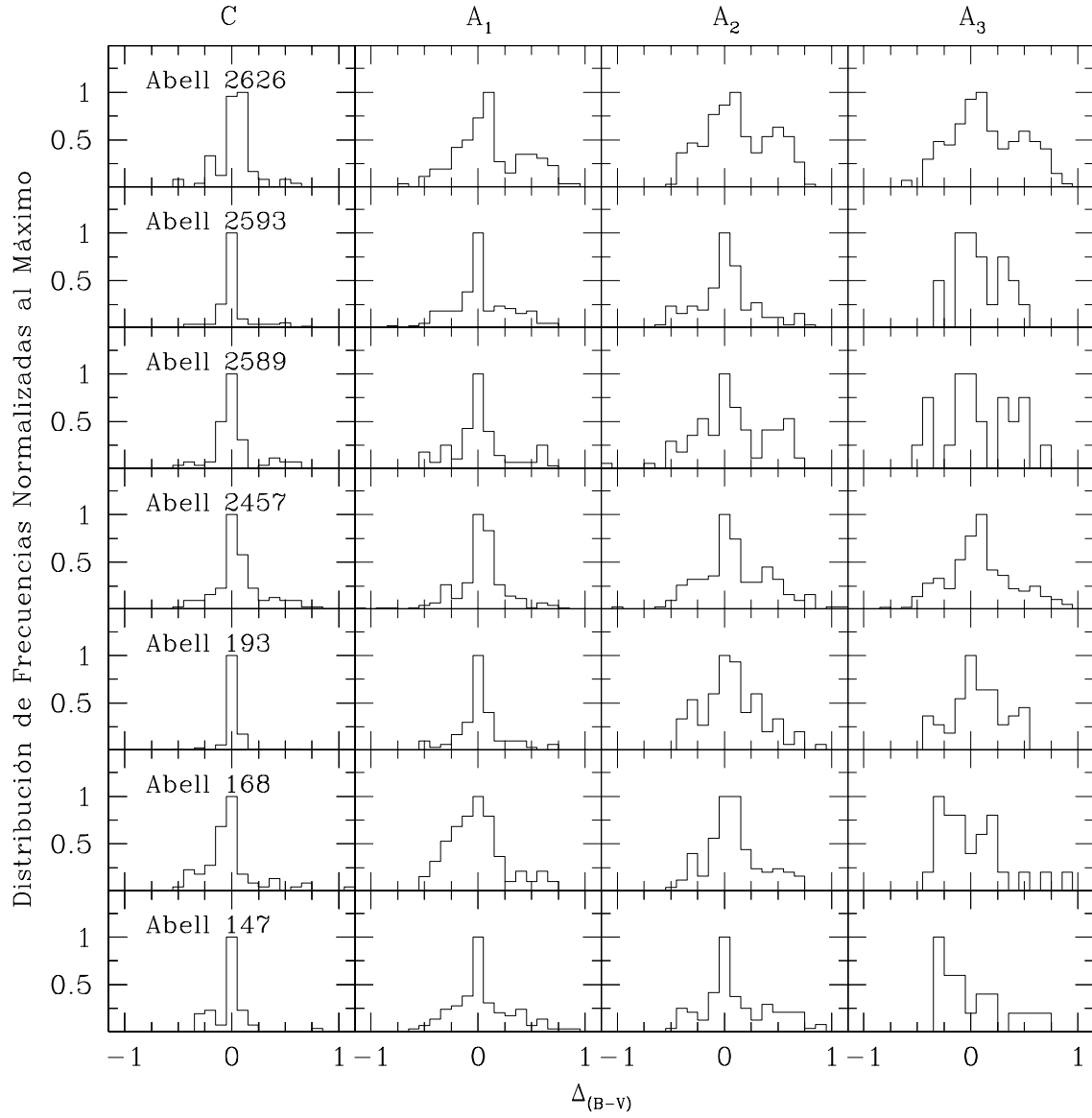


Figura 5.9: Distribución de  $\Delta_{(B-V)}$  en regiones concéntricas. Todas están normalizadas al máximo de la distribución. Los límites de las diferentes regiones son:  $R_c < 300$  Kpc (C),  $300 \text{ Kpc} \leq R_c < 600$  Kpc (A<sub>1</sub>),  $600 \text{ Kpc} \leq R_c < 900$  Kpc (A<sub>2</sub>) y  $R_c \geq 900$  Kpc (A<sub>3</sub>).

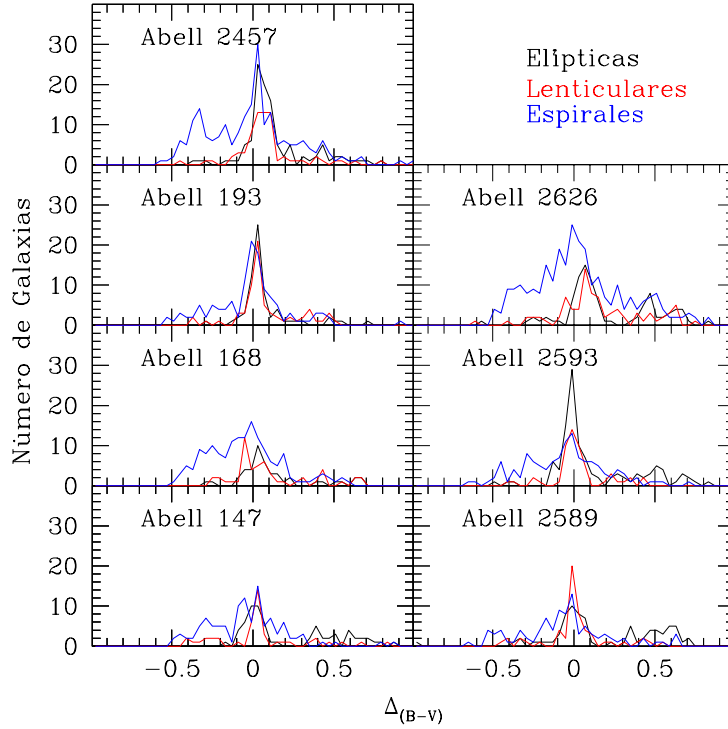


Figura 5.10: Distribución de  $\Delta_{(B-V)}$  por tipos morfológicos. Sólo galaxias con  $M_V \leq -16.5$ .

corresponden a una población del cúmulo o son debidas a galaxias de fondo, especialmente en el caso del máximo localizado en la zona más azul del diagrama.

#### 5.3.4. La RCM en Función del Tipo Morfológico

Aunque la Figura 5.3 ya permite tener una idea de cómo se distribuyen las galaxias en el diagrama CM en función del tipo morfológico, se consideró adecuado obtener las distribuciones de  $\Delta_{(B-V)}$ , tal y como se ha hecho a lo largo de esta sección. La Figura 5.10 muestra las distribuciones de las galaxias con  $M_V \leq -16.5$  de los tres grupos morfológicos principales.

Lo primero que se extrae es que la RCM no sólo se observa en los tres tipos morfológicos sino que además la posición de ésta es prácticamente la misma, reproduciendo el resultado de Griessmith (1980). La mayor discrepancia entre la posición del máximo entre galaxias de diferente tipo morfológico la muestra Abell 2626 donde las elípticas y lenticulares presentan el máximo ligeramente desplazado hacia colores más rojos mientras que las espirales lo tienen desplazado en sentido opuesto. Teniendo en cuenta que la posición de la RCM se obtuvo utilizando las galaxias con independencia de su tipo morfológico no es de extrañar que la RCM se encuentre en la posición intermedia.

En lo que se refiere a la forma de la distribución por lo general, elípticas y lenticulares comparten distribuciones similares aunque el pequeño número de galaxias dé lugar a ligeras discrepancias. La mayoría de las galaxias de estos tipos más tempranos se concentran en el intervalo  $-0.3 \gtrsim \Delta_{(B-V)} \gtrsim 0.3$ . Las galaxias en la región más roja con alta probabilidad se tratará de galaxias lejanas.

La distribución de las galaxias espirales es mucho más extensa, mostrando una cola hacia

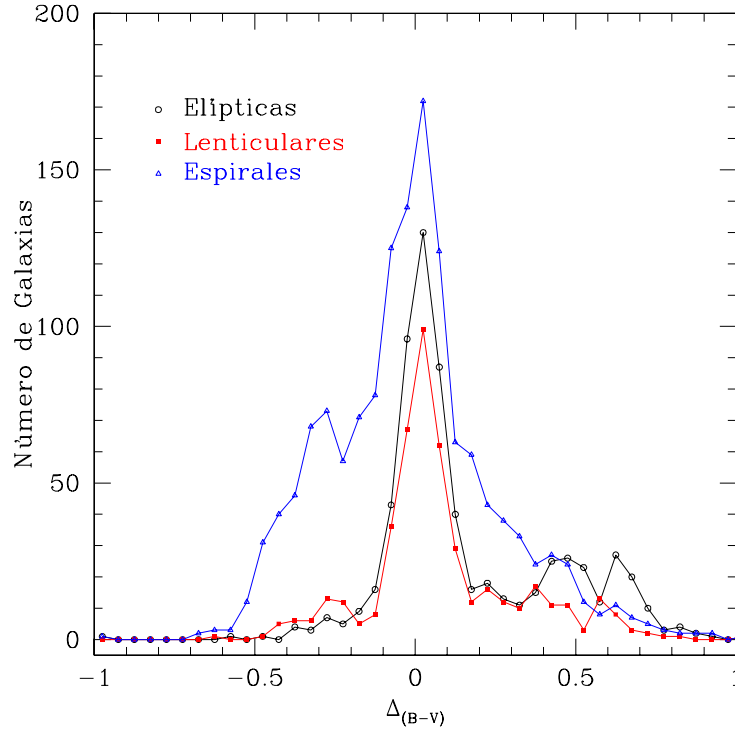


Figura 5.11: Distribución de  $\Delta_{(B-V)}$  por tipos morfológicos integrada a todos los campos. Sólo galaxias con  $M_V \leq -16.5$ .

colores más azules, consecuencia de la contaminación sobre el índice de color del disco en las galaxias más tardías. Este cola en ocasiones presenta un máximo secundario en torno a  $\Delta_{(B-V)} \sim -0.35$ .

Dada la semejanza entre las distribuciones de los tres tipos morfológicos de todos los cúmulos se construyó las distribuciones con las galaxias de los 7 campos. El resultado es la Figura 5.11. La igualdad de la posición de la RCM para los tres tipos morfológicos es patente. En el caso de lenticulares y elípticas ambas distribuciones son casi idénticas. Restringiendo los datos a las galaxias con  $|\Delta_{(B-V)}| \leq 0.2$  y aplicando un test Kolmogorov-Smirnov a ambos conjuntos se obtiene una probabilidad de 0.65, siendo 0.05 el valor máximo para descartar que ambas distribuciones no provienen de una misma distribución poblacional. Es decir, el test KS no descarta que la distribución de colores de lenticulares y elípticas más próximas a la RCM sea la misma. Sin embargo, las semejanzas entre las distribuciones de los tres tipos morfológicos no se reducen únicamente a la posición de la RCM. Hay otros máximos secundarios que se repiten en los tres tipos morfológicos, aunque en intensidades diferentes. Así ocurre con los máximos localizados en  $\Delta_{(B-V)} \sim -0.3, 0.45, 0.65$ . Como se vio en el apartado anterior estos máximos podrían corresponder a una población de galaxias más alejadas. Sin embargo, dos detalles sorprenden de esta explicación. En primer lugar, que los máximos estén tan localizados, lo que implicaría también una alta localización en *redshift*, entre galaxias de diferentes campos. En tal caso, podría tratarse de una estructura a gran escala. Por otro lado, si el máximo a  $\Delta_{(B-V)} \sim -0.3$  también es producido por galaxias lejanas, llama la atención que dicho máximo se reproduzca en la distribución de elípticas y lenticulares.



## 5.4. Resumen y Conclusiones

En este Capítulo se ha entrado a analizar en detalle la relación existente entre la luminosidad de las galaxias y uno de sus índices de color, en esta caso  $(B - V)$ . En primer lugar se ha expuesto un método para localizar dicha relación utilizando la información mínima de las galaxias, es decir, su posición en el diagrama CM, evitando hacer uso de información adicional, tal como el tipo morfológico, que en la mayoría de las ocasiones no está disponible. El método aunque laborioso se comprobó que era robusto, especialmente respecto al corte en magnitud, el cual puede dar lugar a variaciones apreciables en la posición de la RCM.

Una vez localizada la RCM para todos los campos, el análisis se centró en la distribución de las galaxias en torno a la misma, utilizando para ello el parámetro  $\Delta_{(B-V)}$ . Gracias a él se han podido extraer una serie de conclusiones interesantes:

- Las galaxias tienden a concentrarse en torno a la RCM en todo el rango de luminosidades que se muestrea, aunque la dispersión aumenta en los rangos más débiles.
- En todos los cúmulos de la muestra actual la RCM es la región más densamente poblada del diagrama Color-Magnitud hasta, el menos, 900 Kpc del centro de los mismos. En 5 casos de los 7 estudiados también lo es en las regiones más externas observadas.
- Dentro de cada cúmulo, la RCM es la misma no sólo para los tipos morfológico más tempranos (elípticas y lenticulares) sino también para una alta proporción de espirales. Las galaxias más brillantes ( $M_V < -16.5$ ) de los tipos más tempranos se sitúan fundamentalmente a menos de  $0.1^m$  de la RCM. Por su parte, la mayoría de las espirales también se localizan próximas a la RCM, aunque este tipo morfológico también muestra una proporción importante de galaxias más azules que la RCM, probablemente resultado de la contaminación de la luz del disco en el índice de color  $(B - V)$ .
- Se ha descubierto que además de la RCM, existen otros máximos secundarios en la distribución de  $\Delta_{(B-V)}$  que se repiten en los tres tipos morfológicos, lo que sugiere un origen común. En concreto, dos máximos a  $\Delta_{(B-V)} \sim -0.3$  y  $\Delta_{(B-V)} \sim 0.4$  pueden estar relacionados con una población de galaxias con *redshift* entre 0.1 y 0.2.
- 5 de las 7 galaxias más brillantes de los cúmulos de la muestra tienen colores más azules que la RCM. Esto concuerda con los resultados de McNamara & O'Connell (1992), quienes encuentran que algunas de las galaxias más brillantes de cúmulos con *cooling flows* presentan gradientes de color inversos al resto de galaxias elípticas, es decir, son más azules en sus regiones más internas.

## Bibliografía

- Arimoto, N. & Yoshii, Y. 1987, *A&A*, 173, 23
- Baum, W. A. 1959, *PASP*, 71, 106
- Beers, T. C., Flynn, K. & Gebhardt, K. 1990, *AJ*, 100, 32
- Bernardi, M. et al. 2003, *AJ*, 125, 1882
- Bower, R. G., Lucey, J. R. & Ellis, R. S. 1992, *MNRAS*, 254, 601
- Bower, R. G., Kodama, T. & Terlevich, A. 1998, *MNRAS*, 299, 1193
- Dokkum, P. G. i van, Franx, M., Kelson, D. D., Illingworth, G. D., Fisher, D. & Fabricant, D. 1998, *ApJ*, 500, 714
- Eggen, O. J., Lynden-Bell, D. & Sandage, A. R. 1962, *ApJ*, 136, 748
- Ellis, R. S., Smail, I., Dressler, A., Couch, W. J., Oemler, A. J., Butcher, H. & Sharples, R. M. 1997, *ApJ*, 483, 582
- Fasano, G., Bettoni, D., D’Onofrio, M., Kjærgaard, P. & Moles, M. 2002, *A&A*, 387, 26
- Gladders, M. D., Lopez-Cruz, O., Yee, H. K. C. & Kodama, T. 1998, *ApJ*, 501, 571
- Griersmith, D. 1980, *AJ*, 85, 1295
- Hilker, M., Mieske, S., & Infante, L. 2003, *A&A*, 397, L9
- Kauffmann, G. 1996, *MNRAS*, 281, 487
- Kodama, T. & Arimoto, N. 1997, *A&A*, 320, 41
- Kodama, T. 2001, *Ap&SS*, 276, 877
- Kodama, T., Bower, R. G. & Bell, E. F. 2001, *Ap&SS*, 276, 979
- McNamara, B. R. & O’Connell, R. W. 1992, *ApJ*, 393, 579
- Metcalfe, N., Shanks, T., Fong, R. & Jones, L. R. 1991, *MNRAS*, 249, 498
- Mobasher, B., Ellis, R. S. & Sharples, R. M. 1986, *MNRAS*, 223, 11
- Peletier, R. F., Davies, R. L., Illingworth, G. D., Davis, L. E. & Cawson, M. 1990, *AJ*, 100, 1091
- Pence, W. 1976, *ApJ*, 203, 39
- Poggianti, B. M. 1997, *A&AS*, 122, 399
- Roberts, M. S. & Haynes, M. P. 1994, *ARA&A*, 32, 115
- Rood, H. J. 1969, *ApJ*, 158, 657
- Sandage, A. & Visvanathan, N. 1978, *ApJ*, 223, 707
- Secker, J., Harris, W. E. & Plummer, J. D. 1997, *PASP*, 109, 1377
- Stanford, S. A., Eisenhardt, P. R., & Dickinson, M. 1998, *ApJ*, 492, 461
- Tully, R. B., Mould, J. R. & Aaronson, M. 1982, *ApJ*, 257, 527
- Vazdekis, A., Kuntschner, H., Davies, R. L., Arimoto, N., Nakamura, O. & Peletier, R. 2001, *ApJ*, 551, L127
- Visvanathan, N. & Sandage, A. 1977, *ApJ*, 216, 214
-

Visvanathan, N. & Griersmith, D. 1977, *A&A*, 59, 317

Visvanathan, N. 1981, *A&A*, 100, L20

## Capítulo 6

Plano  $\langle \mu \rangle_e - R_e$

Relación de Kormendy

## 6.1. Introducción

El paso siguiente al análisis de la información que se recibe de las galaxias después de estudiar la cantidad de luz (Función de Luminosidad) y la distribución espectral de esta luz (diagrama Color-Magnitud) lo representa el estudio de la distribución espacial de dicha luz en las galaxias, es decir, la fotometría superficial.

Ya en el comienzo de esta primera parte se utilizó la fotometría superficial a la hora de clasificar las galaxias según su morfología. Sin embargo, en este capítulo la atención va ir dedicada a la determinación de un tamaño característico de las galaxias y del brillo superficial medio dentro de dicho radio característico. Estos parámetros tienen gran importancia, especialmente para las galaxias de tipos tempranos más brillantes ya que siguen una correlación clara (Kormendy, 1977) la cual por un lado impone restricciones a las teorías de formación y evolución de galaxias, y por otro puede utilizarse para determinar distancias. Esta última utilidad práctica está limitada por la dispersión que presenta la relación y que se reduce considerablemente al introducir medidas de dispersión de velocidades de las galaxias (generando el llamado Plano Fundamental; Dressler et al. (1987); Djorgovski & Davis (1987)), pero a cambio de aumentar considerablemente las necesidades de observación. Por eso, otro de los objetivos que se plantean algunos autores (Fasano et al., 2002) es el de buscar algún parámetro o conjunto de parámetros totalmente fotométricos que se puedan utilizar en lugar de las dispersiones de velocidad para reducir la dispersión intrínseca de la relación de Kormendy y poder utilizarla para calcular distancias con mayor precisión.

### 6.1.1. Fotometría Superficial

La fotometría superficial trata de extraer el máximo de información de las galaxias utilizando sólo métodos fotométricos. Dada la simetría radial de las galaxias los primeros intentos de obtener modelos que describiesen adecuadamente la distribución de luz en las galaxias se centran en encontrar expresiones analíticas que sean capaces de aproximarse lo máximo posible a la variación radial de la luz de las galaxias a lo largo de uno de sus diámetros (generalmente los ejes mayor o menor).

En el año 1913 Reynolds propone una ley de variación de la luminosidad de la región central de M31 (sin llegar a los brazos espirales) con el radio de la forma:

$$\text{Brillo Superficial} = \frac{\text{Constante}}{(x + 1)^2} \quad (6.1)$$

donde  $x$  es la distancia al centro en unidades de  $34.''5$ .

En el año 1930 Hubble propuso una expresión analítica para aproximar la distribución de luz de las galaxias mediante la fórmula:

$$\log I = \log I_o - 2 \log \left( \frac{r}{a} + 1 \right) \quad (6.2)$$

donde  $I$  es el brillo superficial (es decir, flujo de energía por unidad de superficie) a distancia  $r$  del centro de la galaxia,  $I_o$  es el brillo superficial central y  $a$  es un parámetro que depende de cada galaxia.

Sin embargo, la forma más habitual de describir la distribución de luz de las galaxias elípticas es la que propuso de Vaucouleurs (1948) obtenida de forma totalmente empírica y conocida también como *ley*  $r^{1/4}$  porque sigue la expresión:

$$\log I = \log I_e - 3.33[(r/r_e)^{1/4} - 1] \quad (6.3)$$

donde, de nuevo,  $I$  es el brillo superficial a distancia  $r$  del centro de la galaxias,  $r_e$  o *radio efectivo* es el radio que contiene la mitad de la luminosidad total de la galaxia e  $I_e$  es el brillo superficial a una distancia  $r_e$  del centro de la galaxia.

En cuanto a la distribución del brillo superficial en espirales hay que distinguir entre las dos componentes principales de éstas: el bulbo y el disco. Los bulbos se pueden describir bastante bien con un perfil  $r^{1/4}$ . Por el contrario, los discos de las espirales se aproximan mejor por una ley exponencial del tipo (Freeman, 1970):

$$I(r) = I_0 e^{-r/h} \quad (6.4)$$

donde  $I_0$  es el brillo superficial central y  $h$  es la escala de longitud del disco.

Las expresiones 6.3 y 6.4 son casos particulares de una forma más general de representar los perfiles de brillo de las galaxias propuesta por Sérsic (1968):

$$I(r) = I(0) e^{-b_n (r/r_e)^{(1/n)}} \quad (6.5)$$

donde  $r_e$  es el *radio efectivo* que encierra la mitad de la luminosidad total de la galaxia,  $n$  es un parámetro de forma del perfil y  $b_n$  es una función del parámetro  $n$  que se obtiene resolviendo la ecuación  $\Gamma(2n) = 2\gamma(2n, b_n)$ , siendo  $\Gamma$  y  $\gamma$  las funciones matemáticas gamma y gamma incompleta, respectivamente. Para valores de  $n$  entre 1 y 15,  $b_n$  se puede aproximar por  $b_n \sim 2n - 0.324$  (Trujillo, Graham, & Caon, 2001).

La Ecuación 6.5 permite ajustar perfiles gaussianos ( $n = 0.5$ ), exponenciales ( $n = 1$ ) y de de Vaucouleurs ( $n = 4$ ), simplemente variando el índice  $n$ .

Ahora bien, todos estos métodos son unidimensionales, es decir, el ajuste se hace bien a lo largo de un eje que cruce la galaxia o bien promediando azimutalmente las distribuciones de brillo bidimensionales.

El método convencional de estudio de la distribución de luz en galaxias (especialmente en galaxias de tipo tempranos) consiste en ajustar elipses a las isofotas:

1. Se muestrea la isofota que se quiere ajustar.
2. Se toman unos valores iniciales para el centro, ángulo de posición y excentricidad de la elipse que va a ajustar a la isofota.
3. La variación del brillo superficial a lo largo de una elipse es una función periódica que se puede expandir en serie de Fourier:

$$I(\theta) = I_0 + \left( \sum_{i=1}^{\infty} C_i \cos(i\theta) + \sum_{i=1}^{\infty} S_i \sin(i\theta) \right) \quad (6.6)$$

donde  $I_0$  es el brillo superficial medio a lo largo de la elipse,  $C_i, S_i$  son los coeficientes de la serie de Fourier y  $\theta$  es el ángulo del radio vector posición del punto cuya intensidad se está midiendo respecto al eje mayor de la elipse.

En el caso de elipses perfectas los coeficientes con  $i > 2$  son nulos. Como primera aproximación se supone que la isofota es una elipse perfecta y se ajusta la intensidad a lo largo de una isofota a la expresión:

$$I(\theta) = I_0 + C_1 \cos(\theta) + S_1 \sin(\theta) + C_2 \cos(2\theta) + S_2 \sin(2\theta) \quad (6.7)$$

Los cuatro coeficientes  $C_1, C_2, S_1, S_2$  están relacionados con los parámetros que definen la elipse y con la desviación de la elipse ajustada a la isofota real.

4. Se modifica el parámetro que presentaba mayor desviación y se repiten los pasos desde el segundo hasta que se cumple una de las siguientes condiciones:
  - La amplitud del coeficiente más alto queda por debajo de un valor de corte establecido inicialmente
  - Se supera el número máximo de iteraciones impuesto inicialmente también
5. Una vez obtenida la ecuación de la elipse, se procede a determinar los coeficientes de orden 3 y 4 de la serie de Fourier que dan información sobre la desviación de la isofota real respecto a la forma elíptica considerada inicialmente. Para ello se hace un nuevo ajuste, esta vez a la ecuación:

$$I(\theta) = I_0 + C_3 \cos(3\theta) + S_3 \sin(3\theta) + C_4 \cos(4\theta) + S_4 \sin(4\theta) \quad (6.8)$$

De los cuatro coeficientes el más interesante es el  $C_4$ . Si es positivo la isofota tiene simetría de “disco” y si es negativo tiene simetría cuadrangular (*boxy*). Kormendy & Bender (1996) sugieren revisar la clasificación de Hubble de las elípticas basada en la excentricidad de las elípticas y, por lo tanto, muy dependiente de la inclinación de las galaxias, por una clasificación basada en el coeficiente  $C_4$ . Esta sugerencia se basa en una serie de evidencias que parecen apuntar a la existencia de una verdadera dicotomía en las elípticas en las que galaxias que presentan isofotas con simetría de disco y galaxias que presentan isofotas con simetría cuadrangular también difieren en otras propiedades, especialmente en lo referente a la importancia de la rotación siendo las primeras rotadores más rápidos que las segundas.

Este proceso se puede repetir en isofotas más débiles hasta que la incertidumbre introducida por el fondo de cielo domine la precisión de la fotometría. De esta forma se acaban obteniendo los valores de los parámetros geométricos de las distintas elipses en función de su semieje mayor además del perfil de brillo superficial.

### 6.1.2. GASPHOT

Actualmente, y dado el tamaño de las imágenes con las que se trabaja y el número tan elevado de objetos que hay en ellas, se tiende a hacer uso de programas de detección y análisis automático de fuentes, dentro de los cuales se encuentra el mismo SExtractor. Sin embargo, la fotometría superficial automática de un gran número de objetos aún está en desarrollo. Uno de estos de sistemas de fotometría superficial multiobjeto es *GASPHOT* (Pignatelli & Fasano, 1999).

En primer lugar, *GASPHOT* obtiene la *point spread function* o *PSF* a partir de estrellas del campo lo que le permite obtener la variación de la *PSF* en cada imagen. Esto es necesario tenerlo en cuenta ya que el *seeing* atmosférico modifica los perfiles de brillo dispersando la luz de las regiones más centrales hacia las regiones más externas de las galaxias disminuyendo la intensidad central lo que da lugar a la obtención de parámetros incorrectos a la hora de realizar los ajustes (Trujillo et al., 2001).

El siguiente paso es obtener la fotometría superficial de un conjunto de galaxias cuyas posiciones se introducen como entrada al programa. Con la información obtenida *GASPHOT* pasa a ajustar los perfiles a lo largo de los ejes menor y mayor. *GASPHOT* permite hacer ajustes tanto con una función de Sérsic ( $r^{1/n}$ ) como por una función compuesta por la suma de una función  $r^{1/4}$  y una función exponencial.

Como catálogos de salida *GASPOT* incluye los perfiles de brillo de cada uno de los objetos y los parámetros de los ajustes. Entre estos últimos los más importantes son el radio efectivo ( $r_e$ ), el índice  $n$  de Sérsic, la relación entre ejes y la magnitud total obtenida a partir del ajuste. Con el radio efectivo y la magnitud total se puede calcular el brillo superficial medio dentro del radio efectivo ( $\langle \mu \rangle_e$ ), simplemente aplicando la definición de radio efectivo como radio que contiene la mitad de la luminosidad total de la galaxia. Esto se reduce a la expresión matemática:

$$\langle \mu \rangle_e = m_T + 2.5 \log_{10}(2\pi) + 5 \log_{10}(r_e) + 2.5 \log_{10}(b/a) \quad (6.9)$$

donde  $m_T$  es la magnitud total aparente de la galaxia obtenida a partir del perfil ajustado,  $r_e$  es el radio efectivo en segundos de arco y  $b/a$  es la relación entre ejes.

### 6.1.3. La Relación de Kormendy y el Plano Fundamental

La forma en la que se distribuye la masa (luminosidad) de las galaxias es una consecuencia directa de su dinámica interna, de ahí que sean tan importantes las relaciones que se encuentran entre los diferentes parámetros que describen la distribución de luz de las galaxias tanto entre ellos como con otros parámetros de las galaxias. Estas relaciones no sólo aportan información sobre la dinámica de las galaxias sino también sobre su formación y diferentes etapas evolutivas.

Estudiando el perfil de brillo de un conjunto de galaxias elípticas mediante modelos de de Vaucouleurs, Kormendy (1977) descubre que existe una correlación entre el radio efectivo  $r_e$  y el brillo superficial a ese radio efectivo  $\mu_e$ . La relación era tal que, en las galaxias,  $\mu_e$  era más débil cuanto mayores eran éstas, es decir, las galaxias se hacían más difusas cuanto mayor era su tamaño.

Sin embargo, Binggeli, Sandage & Tarenghi (1984) encuentran que este comportamiento se da únicamente en el conjunto de galaxias elípticas más brillantes ( $M_B \gtrsim -20$ ). A luminosidades menores que ese límite la relación entre tamaño y brillo superficial efectivo se invierte de forma tal que las galaxias más pequeñas son también las más difusas. De hecho, lo que descubren estos autores es que existen correlaciones de la magnitud total de las galaxias con el radio efectivo y con el brillo superficial medio dentro del radio efectivo  $\langle \mu \rangle_e$ . Ahora bien, observan dos rangos de luminosidad en los que las correlaciones presentan pendientes diferentes. Así, las galaxias más luminosas hasta  $M_B \sim -20$ , muestran una disminución del radio efectivo con la luminosidad mientras que el brillo superficial  $\langle \mu \rangle_e$  disminuye (son más brillantes). Las galaxias más débiles que  $M_B \sim -20$  siguen la tendencia opuesta entre luminosidad y brillo superficial de manera tal que las galaxias se hacen más difusas cuanto menor es su luminosidad. Por su parte, el radio efectivo sigue siendo menor en estas últimas pero el cambio con la luminosidad es menor que en el conjunto de galaxias más brillantes.

En 1987, Dressler et al. (1987) y Djorgovski & Davis (1987) llegan de manera independiente al descubrimiento de lo que se ha dado en llamar el *Plano Fundamental* (PF, desde ahora) de las galaxias elípticas y lenticulares, es decir, de los sistemas estelares calientes. El PF surge al añadir como parámetro de estudio al par radio efectivo-brillo superficial efectivo, la dispersión de velocidades de las estrellas de las galaxias ( $\sigma_v$ ). En el espacio de parámetros definido por estos tres, las galaxias elípticas, las lenticulares y los bulbos de las espirales se sitúan aproximadamente en un mismo plano, el *Plano Fundamental* (Bender, Burstein & Faber, 1992; Jorgensen, Franx & Kjaergaard, 1996). La dispersión perpendicular a este plano es menor que la dispersión observada en la relación de Kormendy aunque no puede explicarse completamente por errores de medida (Jorgensen, Franx & Kjaergaard, 1996).



La existencia del PF supuso un avance tanto en la astronomía observacional como en la astronomía teórica. En primer lugar, al relacionar dos parámetros independientes de la distancia ( $\langle\mu\rangle_e, \sigma_v$ ) con otro que si depende de ella ( $r_e$ ) puede utilizarse como indicador de distancia, siempre que se compruebe que el PF es universal. Desde el punto de vista teórico, las implicaciones de la existencia del PF afectan directamente a las teorías de formación y evolución galácticas. Asumiendo que las galaxias elípticas son sistemas homólogos, próximos al equilibrio virial y con una relación Masa-Luminosidad constante se puede llegar por consideraciones físicas a explicar la existencia del PF.

Por último, el PF también puede utilizarse para llevar a cabo test cosmológicos como el test de Tolman (Moles et al., 1998).

Sin embargo, la obtención de la dispersión de velocidades de las galaxias es un proceso que requiere muchos recursos observacionales (telescopios de gran tamaño y largos tiempos de exposición), ya que son necesarios espectros con una buena relación señal-ruido para poder medir con precisión las líneas de absorción. Por este motivo se han buscado alternativas al uso de  $\sigma_v$  con medidas exclusivamente fotométricas. En esta línea se ha probado el uso de índices de color (de Carvalho & Djorgovski, 1989), de la diferencia de magnitud entre galaxias de un cúmulo y una magnitud característica de la función de luminosidad del mismo cúmulo (Scodreggio, Giovanelli, & Haynes, 1997) y del índice  $n$  de Sérsic (Graham, 2002). A pesar de las ventajas que ofrecen reduciendo las dificultades técnicas para obtenerlos, sin embargo, su mayor dispersión que el PF y problemas derivados de utilizar el nuevo parámetro hacen que su uso sea simplemente testimonial.

## 6.2. Análisis de los Datos

A continuación se analizan los datos obtenidos por *GASPHOT* del conjunto de galaxias con tamaños superiores a 200 píxeles. Como se ha comentado más arriba, *GASPHOT* también calcula la magnitud total de cada galaxia integrando el perfil de Sérsic que ajusta en cada caso. En la Figura 6.1 se muestra la diferencia entre la magnitud **MAG.BEST** que calcula SExtractor y la magnitud total que calcula *GASPHOT*. Se comprueba que existe una ligera desviación sistemática entre ambos valores y que dicha desviación depende del tipo morfológico, siendo mayor para las galaxias elípticas que para espirales y lenticulares. Además, las magnitudes obtenidas para las galaxias elípticas presentan también la mayor dispersión en la diferencia entre las magnitudes medidas por ambos programas. La mediana de esta diferencia para elípticas, lenticulares y espirales es 0.24, 0.18 y 0.14, respectivamente. Estos valores son mayores que los encontrados por Franceschini et al. (1998), quienes obtienen una diferencia sistemática entre la magnitud total de galaxias con perfiles  $r^{1/4}$  y las magnitudes medidas por SExtractor de 0.05 magnitudes en imágenes en banda K. En ambos casos, SExtractor tiende a subestimar la magnitud total de las galaxias y además, tal y como puede observarse en los paneles izquierdos de la misma figura, la desviación es independiente de la magnitud de la galaxia.

En los siguientes apartados se estudian las relaciones entre los parámetros estructurales de las galaxias obtenidos de la fotometría superficial tanto entre ellos mismos como con otros parámetros relevantes de las galaxias.

### 6.2.1. Relaciones con la Luminosidad

Tal y como vieron Binggeli, Sandage & Tarenghi (1984), existen relaciones entre los parámetros efectivos de las galaxias elípticas y la luminosidad pero estas relaciones no son universales,

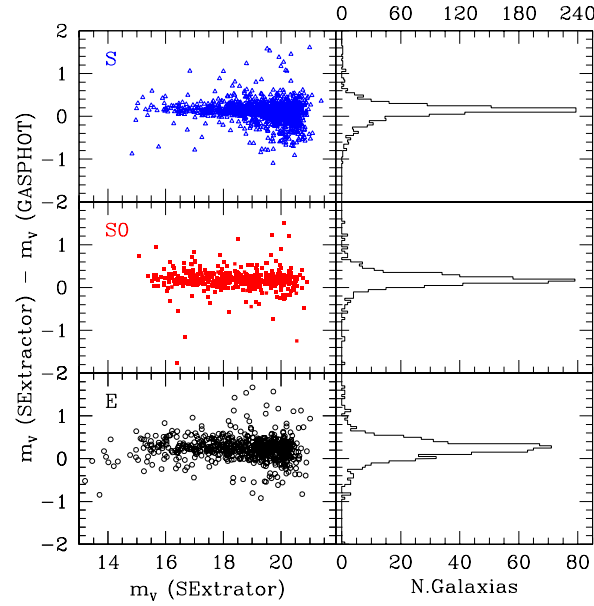


Figura 6.1: Comparación entre las magnitudes medidas por SExtractor y las obtenidas por *GASPHOT* a partir de los perfiles de Sérsic que ajusta. En los paneles derechos, elípticas y lenticulares utilizan la escala inferior mientras que las espirales siguen la escala superior.

mostrando un cambio en torno a  $M_B = -20$ . El resultado es la existencia de dos poblaciones de galaxias elípticas con propiedades estructurales diferentes.

En este apartado se generaliza el estudio hecho por Binggeli y colaboradores incluyendo galaxias de otros tipos morfológicos y añadiendo además el parámetro  $n$  del perfil de Sérsic.

Los paneles derechos de la Figura 6.2 muestran los valores de los tres parámetros característicos ( $\log R_e$ ,  $\mu_e$  y  $n$ ) de cada galaxia respecto a su luminosidad (obtenida a partir de los mismo ajustes). Las tendencias generales tanto del radio efectivo como del brillo superficial efectivo con la luminosidad son claras aunque la dispersión es muy elevada en ambos casos. En general, las galaxias al aumentar su luminosidad aumentan su radio efectivo y su brillo aparente.

Para ver mejor esto se construyeron los diagramas de los paneles izquierdos. Cada punto de éstos representa un conjunto de 25 galaxias y su posición se obtuvo calculando las medianas de las variables correspondientes. Los grupos se formaron agrupando las galaxias en orden decreciente de luminosidad. Esto nos permite observar como las relaciones que muestran elípticas y lenticulares son muy similares. Las espirales siguen relaciones parecidas pero desplazadas hacia radios efectivos mayores y brillos superficiales más débiles. El cambio de pendiente en la relación  $M_V - \log R_e$  que encuentran Binggeli y colaboradores para las elípticas también se observa al utilizar esta técnica. Sin embargo, la comparación con el diagrama original parece indicar que se trata más bien de un límite físico u observacional por el que no hay galaxias muy luminosas y de brillos superficiales altos. Para considerar en más profundidad esta cuestión se extrajo un conjunto de galaxias con alta probabilidad de pertenecer al cúmulo para reducir la influencia de las galaxias proyectadas. Para ello se eligieron las galaxias con  $|\Delta_{(B-V)}| \leq 0.1$  y  $\log R_e \geq 1$  Kpc. Con ellas se construyó el diagrama  $M - \mu_e$  diferenciando con distintos colores las galaxias con diferentes tamaños efectivos (ver Figura 6.4). Lo que se observa es que al aumentar el radio efectivo de las galaxias van desapareciendo las galaxias de luminosidades más bajas. En el extremo de galaxias de mayores tamaños efectivos sólo permanecen las galaxias más

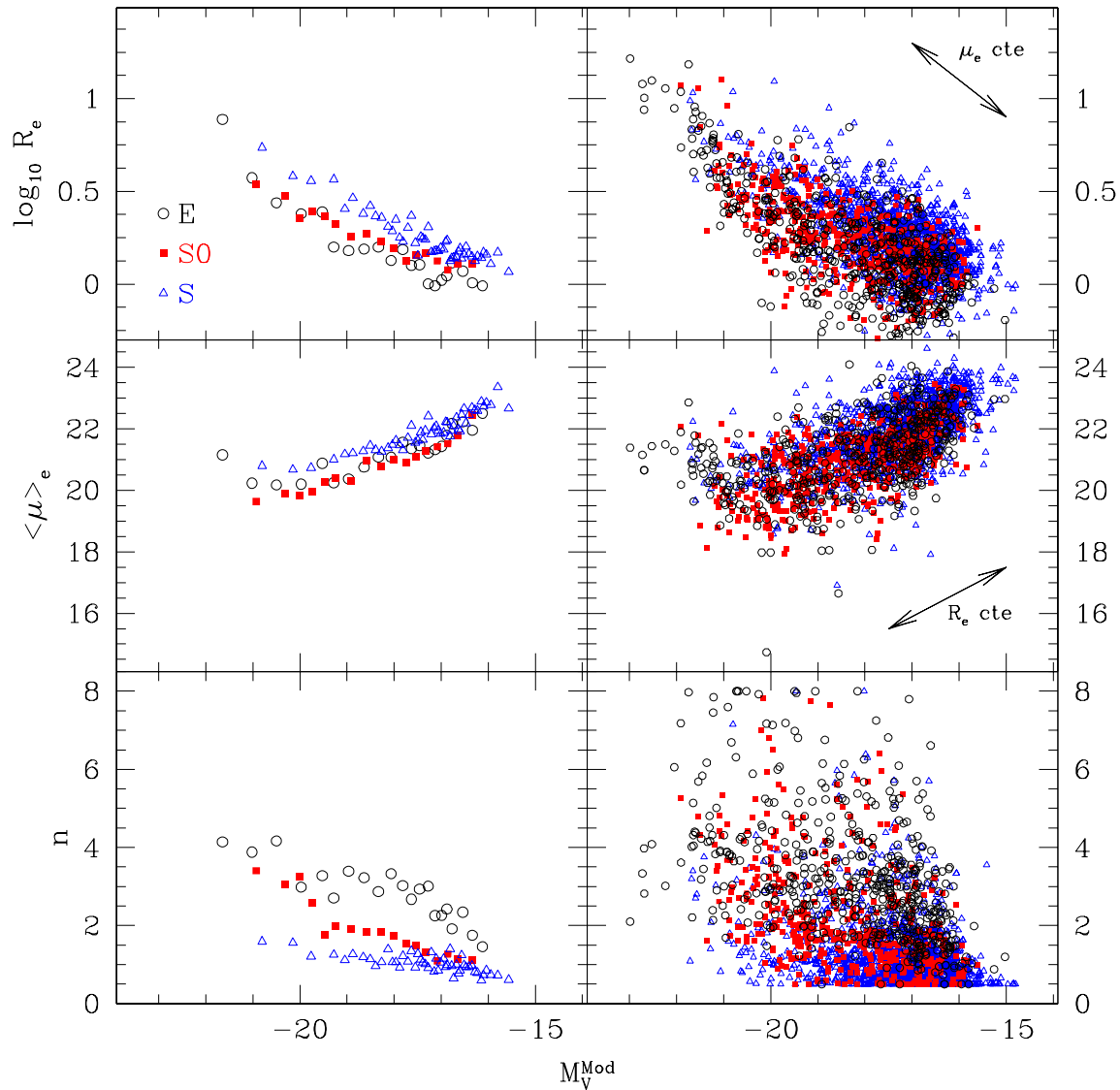


Figura 6.2: Relación entre la luminosidad y cada uno de los parámetros característicos del perfil de Sérsic.  $M_V^{Mod}$  indica que se está utilizando la magnitud total derivada del modelo ajustado. Los paneles de la columna de la derecha muestran los datos de las galaxias del Catálogo Morfológico. Con flechas se han indicado las direcciones en las se distribuyen aproximadamente las galaxias con  $\mu_e$  constante (diagrama  $M - \log R_e$ ) y  $R_e$  constante (diagrama  $M - \mu_e$ ). La columna de la izquierda muestra una serie de diagramas en los que cada punto se obtuvo a partir de la mediana (siempre en unidades lineales aunque en el diagrama se utilicen unidades logarítmicas) de las coordenadas de 25 galaxias del mismo tipo morfológico, agrupándolas por orden decreciente de luminosidad.

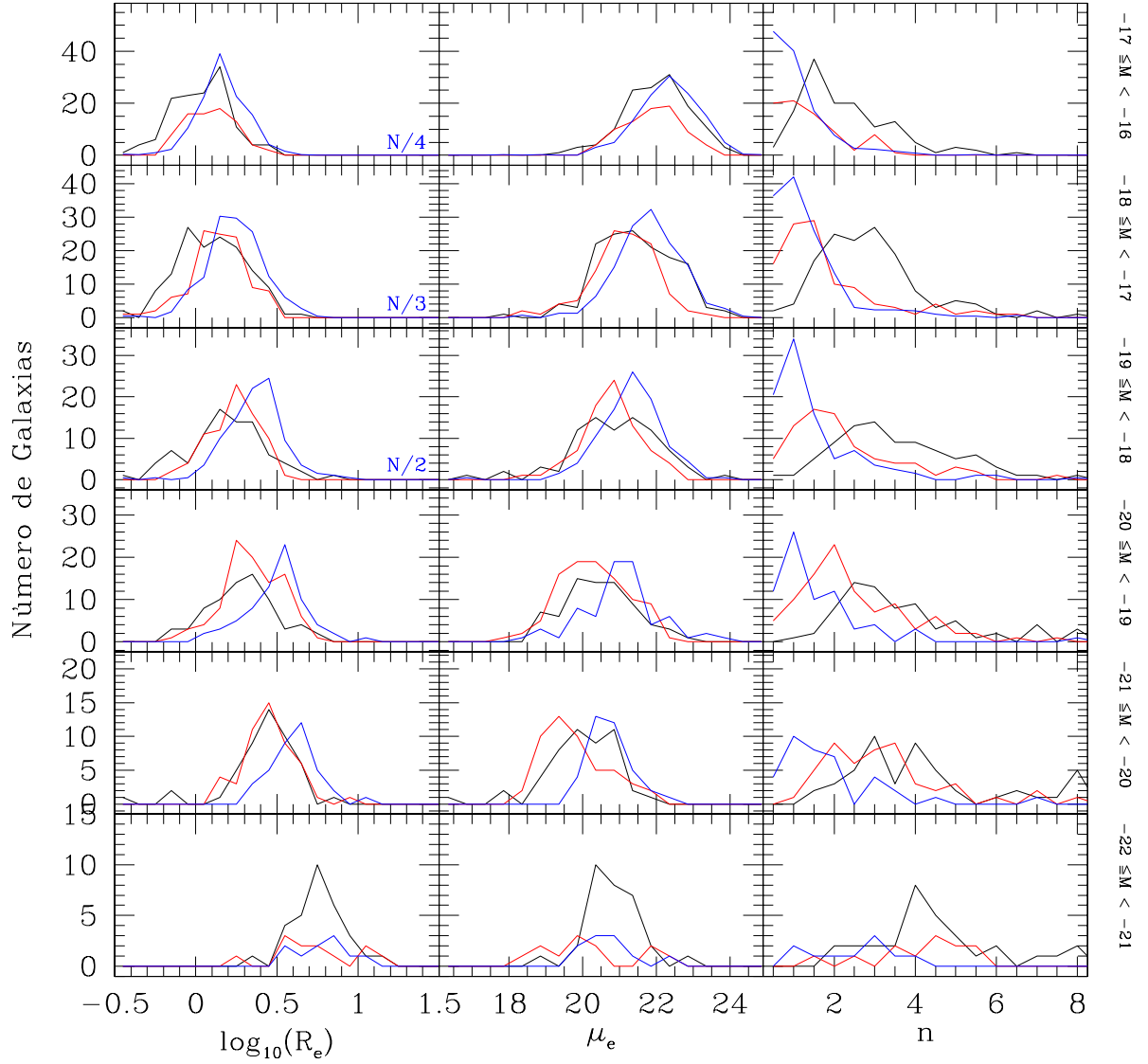


Figura 6.3: Distribución de  $\log R_e$ ,  $\mu_e$  y  $n$  en intervalos de magnitud absoluta (indicados a la izquierda de cada línea). Los colores representan cada uno de los tipos morfológicos: elípticas (negro), lenticulares (rojo) y espirales (azul). En las tres líneas superiores se ha indicado con  $N/2$ ,  $N/3$  y  $N/4$  que las cuentas referentes a las espirales han sido divididas por las correspondiente cantidades para ajustarlas a la misma escala que los otros dos tipos morfológicos.

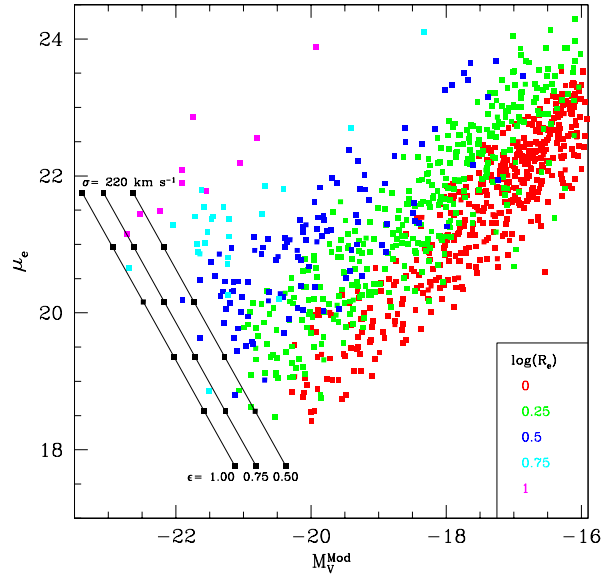


Figura 6.4: Diagrama  $M - \mu_e$  para las galaxias con  $|\Delta_{(B-V)}| \leq 0.1$  y  $\log R_e \geq 1$  Kpc.  $M_V^{\text{Mod}}$  hace referencia al uso de la magnitud absoluta obtenida a partir del modelo ajustado a cada galaxia. Los colores representan galaxias con diferentes tamaños efectivos. En el cuadro inferior se indican los límites inferiores utilizados para asignar los colores. Las líneas oblicuas representan líneas de dispersión interna de velocidades constante ( $\sigma_v = 220 \text{ km s}^{-1}$ ) con 3 valores de relación entre ejes ( $b/a = 0.5, 0.75, 1$ ) para galaxias del Plano Fundamental.

brillantes. Este argumento puede invertirse y considerar que sólo las galaxias más brillantes son capaces de alcanzar los mayores tamaños efectivos. El porqué de que esto sea así puede ser un sesgo observacional derivado de la profundidad de las imágenes ya que al aumentar el tamaño aparente de una galaxia con un brillo efectivo muy bajo la superficie que cae por debajo del límite de sensibilidad aumenta lo que dificulta los ajustes. Sin embargo, también puede tener un origen físico. La causa habría que buscarla en la elevada densidad de los ambientes en los que estamos trabajando. En estas condiciones las posibilidades de que sobreviva una galaxia de grandes dimensiones y bajo brillo superficial son escasas ya que las interacciones con otras galaxias serían muy frecuentes (por el tamaño de la galaxia) y la pérdida de materia sería muy alta (el bajo brillo superficial indicaría que el material más externo está débilmente ligado a la galaxia). De esta figura queda patente que si se eligen las galaxias más brillantes que  $M_V = -20$  (que corresponde a  $M_B \sim -20$  y  $H_0 = 50 \text{ km s}^{-1} \text{ Mpc}^{-1}$  que utilizan Binggeli y colaboradores) se obtiene una relación que es prácticamente perpendicular a la que muestra todo el conjunto. Este resultado es muy similar al que aparece en la Figura 8 de Binggeli, Sandage & Tarenghi (1984) y que les lleva a proponer relaciones diferentes entre luminosidad y brillo superficial efectivo en función de que sean más o menos luminosas que el corte a  $M_V \sim -20$ . Dado que las galaxias más brillantes de los cúmulos son las menos numerosas y la muestra de cúmulos es reducida no es posible establecer con seguridad en qué nivel la falta de galaxias de brillo intermedio y tamaños efectivos elevados es un resultado estadístico o es realmente el resultado de un fenómeno físico real. Para ello será necesario esperar a tener disponibles todos los catálogos fotométricos del proyecto *WINGS*.

En esa misma figura también se han trazado 3 líneas correspondientes a las posiciones que

ocuparían galaxias con una dispersión interna de velocidades constante ( $\sigma_v = 220 \text{ km s}^{-1}$ ) y que formasen parte del Plano Fundamental. El cálculo de la posición se ha hecho para 3 valores de la relación entre ejes ( $b/a = 0.5, 0.75, 1$ ). Todo parece indicar que existe una cota máxima en el valor de  $\sigma_v$  que evita la presencia de galaxias muy luminosas y con brillo superficiales efectivos muy elevados (región inferior izquierda del diagrama). Esta cuestión se analizará con más detalle un apartado posterior dedicado al estudio de la Relación de Kormendy, donde además se da la ecuación del Plano Fundamental utilizada para calcular las rectas de la figura.

Sin embargo, este método no permite apreciar la posible existencia de más de una población dentro de un mismo tipo morfológico. Para chequear esta posibilidad se construyeron las distribuciones de cada uno de los parámetros anteriores en intervalos de 1 magnitud absoluta, desde  $M_V = -22$  hasta  $M_V = -16$ , distinguiendo igualmente por tipos morfológicos (Figura 6.3). Las relaciones entre el radio y el brillo superficial efectivos con la luminosidad se aprecian como desplazamientos de las distribuciones a lo largo de una misma columna. También se observa que elípticas y lenticulares tienen distribuciones de  $\log R_e$  semejantes para  $M_V < -19$ . A luminosidades menores la distribución de  $\log R_e$  de las elípticas muestra una cola a valores bajos cuya población aumenta al disminuir la luminosidad. La distribución de brillos superficiales efectivos también muestra detalles interesantes. En primer lugar, los máximos de las distribuciones se desplazan hacia valores más bajos de  $\mu_e$  al aumentar la luminosidad de las galaxias, excepto en el intervalo de galaxias más brillantes donde el máximo de las elípticas se desplaza en sentido opuesto. Esto refleja lo que se comentó más arriba sobre la falta de galaxias muy brillantes con brillos superficiales también muy elevados. Este parámetro presenta más discrepancias entre elípticas y lenticulares que el radio efectivo. La más llamativa es la diferencia de distribución en el rango  $-21 \leq M_V < -20$ , donde las lenticulares son las galaxias con brillos efectivos más elevados. A luminosidades más bajas estas diferencias se reducen. Lo que sí se mantiene en todos los rangos de magnitud es la diferencia entre el máximo presentado por las lenticulares y el presentado por las espirales, siendo en promedio las primeras más brillantes que las segundas a igualdad de luminosidad. Por el contrario, las elípticas más débiles que  $M_V = -19$  tienen brillos efectivos que abarcan valores propios desde más brillantes que las lenticulares hasta tan débiles como las espirales.

Por último, el índice  $n$  también presenta cierta dependencia con la luminosidad de las galaxias. Tanto en la Figura 6.2 como en la 6.3, se observa que en general y en los tres tipos el valor de  $n$  aumenta con la luminosidad. El tipo que menos variaciones presenta es el de las galaxias espirales, con el máximo situado en la unidad o próximo a ella, lo que quiere decir que en la mayoría de los casos el perfil que mejor describe a las espirales es el perfil exponencial. Las lenticulares parecen mostrar tres comportamientos diferentes. Las más brillantes que  $M_V = -20$  toman valores en torno a 2 ó 3.5. Una magnitud más débil, las galaxias con valores en torno a 3.5 prácticamente han desaparecido y sólo queda el máximo centrado en 2. Según disminuye la luminosidad el máximo sigue desplazándose a valores más bajos de índice  $n$ . Por último, las elípticas también muestran una disminución sistemática de  $n$  con las luminosidad. Las más brillantes adoptan valores próximos a 4, es decir, el índice correspondiente a un perfil de de Vaucouleurs. Sin embargo, ya en el intervalo  $-21 \leq M_V < -20$  el número de galaxias con  $n \sim 3$  iguala al de las galaxias con  $n \sim 4$ . Es decir, para galaxias relativamente brillantes el perfil de de Vaucouleurs deja de ser una representación adecuada de los perfiles de luminosidad de las galaxias elípticas. A partir de  $M_V = -19$  la principal característica de la distribución de valores de  $n$  en la elípticas es su amplitud, mucho mayor que la que muestran espirales y elípticas. La aparición de dos máximos a  $M \lesssim -17$  junto con lo que se observaba en las distribuciones de los radios y los brillos superficiales efectivos, hacen pensar en la presencia de dos poblaciones con

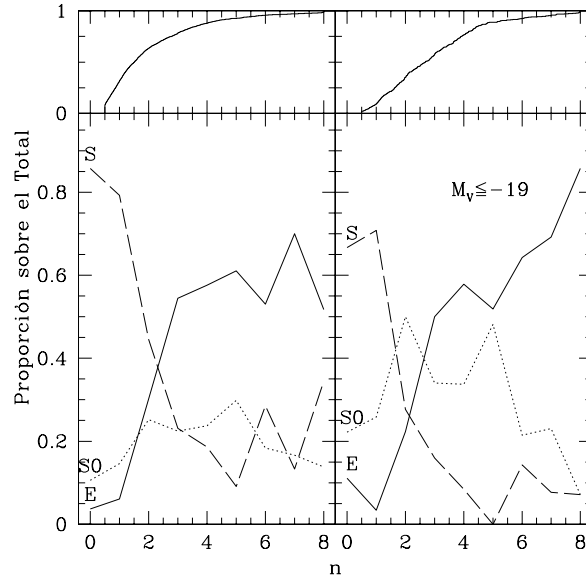


Figura 6.5: Proporción de cada tipo morfológico en función del valor del índice  $n$ . En el panel de la izquierda se han extraído las galaxias más brillantes que  $M_V = -19$ . Los paneles superiores muestran los histogramas de frecuencias relativas acumuladas considerando todas las galaxias, independientemente de su tipo morfológico.

características diferenciadas.

### 6.2.2. Relación $n$ - Tipo Morfológico

Si se parte del perfil de Sérsic  $r^{1/n}$  se comprueba como éste corresponde a un perfil exponencial típico de galaxias espirales cuando  $n = 1$  mientras que para  $n = 4$  se recupera el perfil de de Vaucouleurs, propio de galaxias elípticas y bulbos de galaxias espirales. Esto ya apunta a dicho índice como candidato ideal para ser utilizado en sistemas de clasificación morfológica automática.

Sin embargo, en el apartado anterior ya se comprobó que la situación no es tan simple. Por un lado, sólo las galaxias elípticas más brillantes ( $M_V < -21$ ) presentan claramente un perfil de de Vaucouleurs. También se vio como la distribución de los valores de  $n$  de este mismo tipo morfológico era bastante ancha. Pero lo más importante es la dependencia que se encontró entre los valores de  $n$  y la luminosidad de las galaxias, tendiendo el primero hacia valores más pequeños cuanto más débiles son las galaxias, independientemente del tipo morfológico pero de forma más acusada en los tipos más tempranos. Esto impide utilizar el valor  $n$  como único discriminador.

De todos modos, tratemos de analizar la capacidad de  $n$  de clasificar correctamente las galaxias por su tipo morfológico. Esto dependerá de la proporción de cada tipo morfológico en función del valor de  $n$ . Esta proporción se muestra en la Figura 6.5. La conclusión que se extrae es que para valores de  $n \lesssim 1$  hay una alta probabilidad de que la galaxia corresponda a una espiral, sin embargo, para valores más altos las proporciones no son lo suficientemente diferentes como para poder utilizar el valor de  $n$  como parámetro de clasificación morfológica. De hecho, lo que se observa es que para valores de  $n$  superiores a 3 las proporciones de los 3 tipos morfológicos se mantienen más o menos constantes con  $n$ . En este rango de valores altos

de  $n$ , aproximadamente la mitad de las galaxias serían elípticas y la otra mitad se repartiría de forma más o menos equitativa entre lenticulares y espirales. Si nos restringimos a las galaxias más brillantes ( $M_V \leq -19$ , panel derecho de la misma figura), la situación cambia ligeramente, aumentando la proporción de galaxias de tipos tempranos con valores de  $n \leq 1.5$  y disminuyendo la proporción de galaxias con disco y con  $n > 4$ . Por lo tanto, en el rango de magnitudes mas brillantes tendríamos dos rangos de  $n$  en los que la relación  $n$  y un tipo morfológico es alta. Si  $n \leq 1$  la galaxia lo más probable es que se trata de una espiral mientras que si  $n \geq 6$  el tipo más probable correspondería a las elípticas. Sin embargo, la proporción de galaxias sobre el total que caen en alguno de estos dos rangos de  $n$  no alcanza el 20 %, por lo que en la mayoría de los casos el valor de  $n$  no se podría utilizar como único parámetro para realizar una clasificación morfológica.

### 6.2.3. El Plano $\langle \mu \rangle_e - R_e$

La distribución de las galaxias en el plano  $\langle \mu \rangle_e - R_e$  ha sido objeto de estudio desde que Kormendy (1977) descubriese que existía una relación entre el brillo superficial y el radio efectivo en una muestra de galaxias esferoidales. Dicha relación seguía la forma  $\mu(R_e) \sim 3 \log R_e^1$ , diferente de la relación que se espera para galaxias de igual luminosidad ( $\mu(R_e) \sim 5 \log R_e$ ).

Debido a su carácter meramente fotométrico, la relación entre estos dos parámetros ha mantenido su interés incluso después del descubrimiento del Plano Fundamental, del que es una proyección. Entre los trabajos centrados en este plano destaca el de Capaccioli, Caon & D'Onofrio (1992). Los autores apuntan a la existencia de dos familias de galaxias que se distribuirían en regiones diferentes en el plano  $\langle \mu \rangle_e - R_e$ . Por un lado, estarían la familia de galaxias “ordinarias” que se caracterizaría por tener  $M_B \geq -19.45$  y que se extenderían por una amplia región del plano  $\langle \mu \rangle_e - R_e$ , con un límite bastante acusado a  $\log R_e = 0.45$ . Por otro lado, estarían la familia de las galaxias brillantes compuesta por las galaxias más brillantes de los cúmulos y las galaxias anfitrionas de los cúasares. Estas alcanzarían radios efectivos hasta  $\sim 300$  Kpc y éste estaría relacionado con el brillo superficial efectivo según una ley  $\mu_e = 3 \log R_e + \text{constante}$ . La Figura 4 de ese artículo deja pocas dudas sobre la existencia de esta dicotomía. El origen de esta segregación está, según los autores, en que los objetos de mayor tamaño han sufrido procesos de fusión o *merging*.

La figura 6.6 muestra la distribución en el plano  $\langle \mu \rangle_e - R_e$  de las galaxias de tipos tempranos más brillantes que  $M_V = -21.5$ . Como radio efectivo se ha utilizado el radio efectivo circularizado, es decir, el radio que tendría un círculo de igual área que el área encerrada por la isofota efectiva. Se han diferenciado las galaxias elípticas (círculos) de las lenticulares (cuadrados). Además, se han utilizado colores diferentes en función de la luminosidad de las galaxias. Se ajustaron respectivas rectas al conjunto completo (línea negra continua), sólo a las elípticas (línea punteada) y sólo a las lenticulares (línea a trazos). La pendiente en cada caso es 3.28, 2.87 y 4.17, respectivamente. La diferencia de pendiente entre lenticulares y elípticas se debe fundamentalmente a que dentro de éstas últimas hay galaxias más luminosas y de mayor tamaño. También se ha incluido una línea en color morado que da la posición de las galaxias del Plano Fundamental con  $\sigma_v = 250 \text{ km s}^{-1}$  según la expresión encontrada por Guzman, Lucey & Bower (1993):

$$\langle \mu \rangle_e = 3.193 \log R_e - 3.608 \log \sigma_v + 26.216 \quad (6.10)$$

---

<sup>1</sup>Kormendy utiliza el brillo superficial local a  $R = R_e$ , en lugar del brillo superficial medio dentro del radio efectivo, que es lo que se utiliza en este trabajo



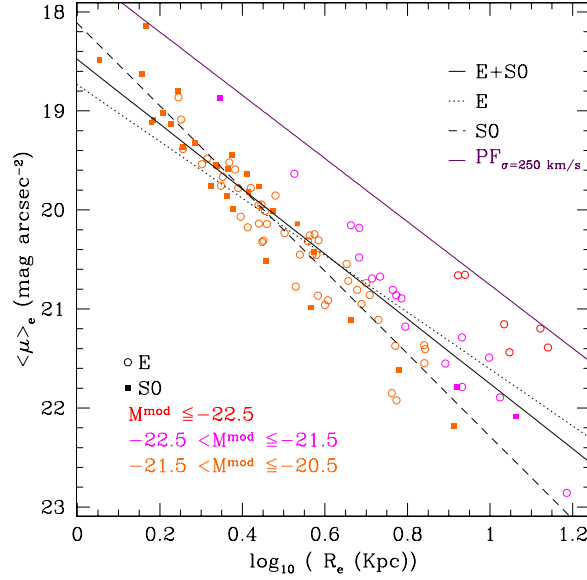


Figura 6.6: Relación de Kormendy. En este diagrama se han diferenciado las galaxias por luminosidad y por tipo morfológico, según muestra la leyenda en la parte inferior izquierda. Las líneas negras corresponden a los ajustes por mínimos cuadrados a las galaxias elípticas (línea punteada), las lenticulares (línea a trazos) y al conjunto completo (línea continua). La línea morada da la posición de las galaxias del Plano Fundamental (Guzman, Lucey & Bower, 1993) con  $\sigma_v = 250 \text{ km s}^{-1}$ .

Para tratar de analizar mejor el origen de la relación de Kormendy se construyó la Figura 6.7. Para hacerlo se tomaron todas las galaxias de tipos E y S0 más brillantes que  $M_V = -19.5$ , con  $|\Delta_{(B-V)}| < 0.2$  para evitar la influencia de galaxias proyectadas. En dicha figura se han representado con distintos colores las galaxias en diferentes rangos de luminosidad. Por último se han añadido las mismas rectas que aparecían en la Figura 6.6.

Lo que se observa es que la distribución de las galaxias más brillantes en el plano  $\langle \mu \rangle_e - R_e$  se desplaza hacia la región de mayor tamaño y menor brillo superficial (región inferior derecha). Este desplazamiento va acompañado con la despoblación de la región que correspondería a las galaxias de igual luminosidad pero menor tamaño y mayor brillo superficial. En este contexto, la línea de  $\sigma_v$  constante marca al mismo tiempo la separación entre las zona poblada y vacía del diagrama. Este resultado puede relacionarse con el hecho confirmado de que las galaxias más brillantes de los cúmulos presentan una cota superior en los valores de  $\sigma_v$  que presentan (Malumuth & Kirshner, 1981, 1985; Oegerle & Hoessel, 1991; James & Mobasher, 2000).

La imagen que parece surgir de estos resultados es que debe existir un límite físico, posiblemente relacionado con algún tipo de inestabilidad dinámica, que limita la dispersión de velocidades que pueden alcanzar las estrellas de las galaxias. Si el Plano Fundamental es el reflejo del equilibrio que alcanzan las galaxias y éste es independiente de la luminosidad (masa) de las galaxias, entonces las galaxias más brillantes cuya dispersión de velocidades interna se encuentra próximo al límite alcanzan el equilibrio (es decir, se sitúan en el Plano Fundamental) aumentando su tamaño y disminuyendo su brillo superficial. Esto explicaría la distribución de las galaxias en el plano  $\langle \mu \rangle_e - R_e$ . Esta argumentación es capaz de explicar la existencia de la relación de Kormendy y que ésta sólo se dé entre las galaxias más luminosas, ya que la limitación

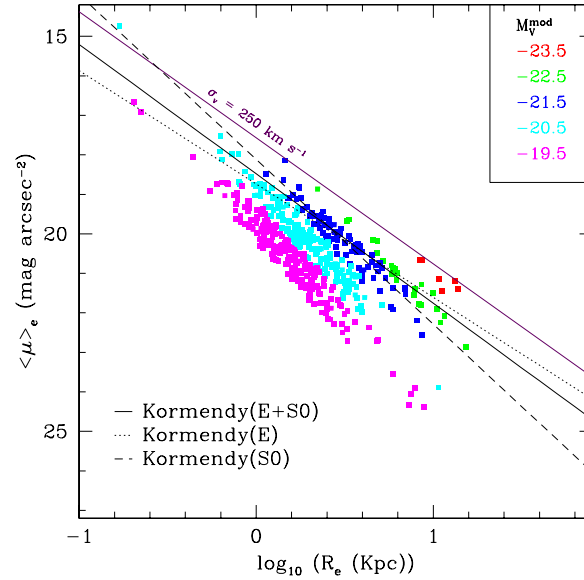


Figura 6.7: Diagrama  $\langle \mu \rangle_e - R_e$  en el que se han incluido todas las galaxias de tipos E y S0 con  $|\Delta_{(B-V)}| < 0.2$  y  $M_V < -19.5$ . Cada color cubre una rango de una magnitud. Las líneas corresponden a las mismas que se muestran en la Figura 6.6.

en  $\sigma_v$  sólo tiene resultados visibles en este conjunto de galaxias.

Sin embargo, para poder confirmar esta hipótesis es necesario tener información espectroscópica, y específicamente los valores de  $\sigma_v$ , ya que la distribución que se observa en el plano  $\langle \mu \rangle_e - R_e$  también podría ser el resultado de que las galaxias más brillantes presentasen valores de  $\sigma_v$  mayores que el límite indicado pero que no se situasen en el mismo Plano Fundamental que el resto de las galaxias más débiles.

### 6.3. Resumen y Conclusiones

Este capítulo se ha dedicado al estudio de la fotometría superficial de las galaxias y de los parámetros característicos de las galaxias. Este estudio se ha podido llevar a cabo gracias al programa *GASPHOT* desarrollado por E. Pignatelli del Observatorio Astronómico de Padua (Italia). Este *software* ha permitido obtener la fotometría superficial de las galaxias más brillantes de cada campo de forma automatizada, lo que supone un ahorro de tiempo y esfuerzo.

Entre las conclusiones más importantes a las que se ha llegado en este capítulo y, que podrán ser reanalizadas cuando esté disponible el conjunto completo de datos del proyecto *WINGS*, están las siguientes:

- Los tres parámetros característicos de los perfiles de brillo de las galaxias ( $\log R_e$ ,  $\mu_e$  y  $n$ ) muestran dependencias con la luminosidad de las galaxias.
- El cambio de pendiente en la relación  $M - \mu_e$  que hacen notar Binggeli, Sandage & Tarenghi (1984) parece ser una combinación de sesgos. Por un lado, existiría uno de carácter observacional relacionado con la dificultad de detectar y analizar adecuadamente galaxias de gran tamaño y bajo brillo superficial, lo que

podría explicar la ausencia de galaxias de gran tamaño y luminosidades intermedias o bajas. La carencia de este tipo de galaxias también puede ser una consecuencia de factores físicos reales como la interacción entre las galaxias de los cúmulos, que eviten que sobrevivan galaxias con esas características. Por otro lado, existen ciertas evidencias de que la dispersión de velocidades interna de las galaxias presenta una cota superior la cual limitaría la distribución de las galaxias en el plano  $M - \mu_e$ , reforzando la aparente existencia de un cambio en la relación de estos dos parámetros entre las galaxias más brillantes.

- La dependencia del índice  $n$  con la luminosidad supone un problema a la hora de utilizarlo como parámetro para distinguir entre galaxias de distintos tipos morfológicos. Se ha comprobado como sólo en un conjunto pequeño de galaxias y con valores extremos de  $n$ , el valor de este parámetro está directamente relacionado con un tipo morfológico.
- También se ha comprobado como el perfil de brillo de las galaxias espirales está bien representado por un perfil exponencial en la mayoría de los casos, con independencia de la luminosidad. Por el contrario, el perfil de de Vaucouleurs sólo es una buena aproximación del perfil de brillo de las galaxias elípticas cuando éstas son luminosas ( $M_V \leq -21$ ).
- Por último, se ha mostrado como puede explicarse la existencia de la Relación de Kormendy como consecuencia de la existencia de una cota máxima en la dispersión interna de velocidades que pueden alcanzar las galaxias, siempre y cuando éstas permanezcan dentro del Plano Fundamental.

## Bibliografía

- Bender, R., Burstein, D. & Faber, S. M. 1992, *ApJ*, 399, 462
- Binggeli, B., Sandage, A. & Tarenghi, M. 1984, *AJ*, 89, 64
- Capaccioli, M., Caon, N. & D'Onofrio, M. 1992, *MNRAS*, 259, 323
- Carvalho, R. R. de & Djorgovski, S. 1989, *ApJ*, 341, L37
- Djorgovski, S. & Davis, M. 1987, *ApJ*, 313, 59
- Dressler, A. 1987, *ApJ*, 317, 1
- Fasano, G., Bettoni, D., Marmo, C., Pignatelli, E., Poggianti, B. M., Moles, M. & Kjærgaard, P. 2002, *ASP Conf. Ser.* 268: Tracing Cosmic Evolution with Galaxy Clusters,
- Franceschini, A., Silva, L., Fasano, G., Granato, L., Bressan, A., Arnouts, S., & Danese, L. 1998, *ApJ*, 506, 600
- Freeman, K. C. 1970, *ApJ*, 160, 811
- Graham, A. W. 2002, *MNRAS*, 334, 859
- Guzman, R., Lucey, J. R. & Bower, R. G. 1993, *MNRAS*, 265, 731
- James, P. A. & Mobasher, B. 2000, *MNRAS*, 317, 259
- Jorgensen, I., Franx, M. & Kjaergaard, P. 1996, *MNRAS*, 280, 167
- Kormendy, J. 1977, *ApJ*, 218, 333
- Kormendy, J. & Bender, R. 1996, *ApJ*, 464, L119
- Malumuth, E. M. & Kirshner, R. P. 1981, *ApJ*, 251, 508
- Malumuth, E. M. & Kirshner, R. P. 1985, *ApJ*, 291, 8
- Moles, M., Campos, A., Kjaergaard, P., Fasano, G. & Bettoni, D. 1998, *ApJ*, 495, L31
- Oegerle, W. R. & Hoessel, J. G. 1991, *ApJ*, 375, 15
- Pignatelli, E. & Fasano, G. 1999, *Ap&SS*, 269, 657
- Scodeggio, M., Giovanelli, R., & Haynes, M. P. 1997, *AJ*, 113, 2087
- Trujillo, I., Aguerrí, J. A. L., Cepa, J., & Gutiérrez, C. M. 2001, *MNRAS*, 321, 269
- Trujillo, I., Graham, A. W., & Caon, N. 2001, *MNRAS*, 326, 869
- Vaucouleurs, G. de 1948, *Annales d'Astrophysique*, 11, 247
-



## Capítulo 7

# Distribución Espacial

## 7.1. Introducción

El estudio de la distribución de las galaxias en los cúmulos tanto a nivel global como por grupos de galaxias con propiedades similares (fundamentalmente luminosidad y tipo morfológico), aporta claves sobre una gran variedad de aspectos tales como la formación de cúmulos, su evolución y estado dinámico actual o las interrelaciones entre las galaxias de los cúmulos.

Los primeros intentos de clasificación morfológica de los cúmulos de galaxias (clasificación de Abell (1965) en regulares e irregulares, clasificación Rood & Sastry (1972)) ya dejaron patente la diversidad de formas y subestructuras que presentaban los mismos. Los dos cúmulos más importantes que se conocen (Virgo y Coma) son dos claros ejemplos de dicha variedad, siendo el primero un cúmulo irregular con diversas subestructuras (Binggeli, Tammann & Sandage, 1987) y el segundo un cúmulo con un alto grado de regularidad. Sin embargo, incluso un cúmulo tan regular como Coma da muestras de tener cierto grado de subestructura (Fitchett & Webster, 1987; Mellier et al., 1988; Escalera, Slezak & Mazure, 1992) lo que indicaría que en realidad es dinámicamente más joven de lo que se pensaba hasta entonces.

La forma de los cúmulos es el resultado de las condiciones iniciales de formación y la subsecuente evolución de las galaxias en su interior así como la interacción con su entorno bien sea asimilando galaxias de campo o grupos enteros o incluso mediante procesos de fusión con otros cúmulos. Todos estos factores dejan su impronta en la forma y distribución de las galaxias en los cúmulos de galaxias. La dificultad radica en establecer el grado de importancia de cada uno de ellos en el conjunto de cúmulos en general y aún más complicado al tratar casos aislados.

En la actualidad el estudio de la formación de cúmulos se centra en simulaciones numéricas de modelos semianalíticos (White & Rees, 1978; White & Frenk, 1991; Cole, 1991; Lacey & Silk, 1991), en las que se utilizan algunas aproximaciones analíticas a diversos procesos físicos que simplifican los cálculos. En estos modelos, la mayor parte de la materia del Universo es materia oscura que interactúa sólo gravitacionalmente. En las primeras etapas del Universo esta materia se agrupó en estructuras de pequeño tamaño que fueron sufriendo fusiones para formar estructuras de mayores dimensiones en lo que se denomina un modelo jerárquico. Por su parte, la materia bariónica sufre procesos disipativos que es necesario tener en cuenta a la hora de estudiar su evolución, introduciendo un alto grado de complicación en las simulaciones numéricas. Hoy en día se pueden encontrar diversos códigos numéricos para tratar simultáneamente los procesos no colisionales de la materia oscura con los procesos disipativos del gas aprovechando al máximo la capacidad de computación que va aumentando constantemente (ver Ascasibar, 2003, para una descripción más detallada de algunos de estos códigos).

Un resultado de las simulaciones más modernas es que la distribución de materia oscura en el Universo sigue una estructura en forma de red en cuyas intersecciones se encontrarían los cúmulos de galaxias. Un ejemplo de esto lo ofrecen las simulaciones llevadas a cabo dentro del proyecto germano-israelí *GIF* (Kauffmann et al., 1999). Las implicaciones de estas predicciones pueden contrastarse directamente con las observaciones de las distribuciones reales de galaxias en los cúmulos.

Otro aspecto interesante y que puede aportar claves importantes sobre la historia de los cúmulos de galaxias y de las mismas galaxias es la existencia de segregación bien en luminosidad bien por tipos morfológicos. Si los cúmulos de galaxias son sistemas en equilibrio dinámico en los que se ha alcanzado la equipartición de la energía entonces se esperaría que las galaxias de menor tamaño tuviesen una dispersión de velocidades mayor y que se distribuyesen en un volumen más amplio. Por el contrario, procesos como la caída de material externo al cúmulo o los procesos de fusión o asimilación de otros cúmulos pueden alterar esta distribución. Un ejemplo de esto lo

---

tenemos en el mismo cúmulo de Coma, el cual a pesar de haber sido utilizado como paradigma del cúmulo prácticamente relajado, cada vez son mayores las evidencias en contra de esta imagen idealizada del mismo (Edwards et al., 2002).

En cuanto a la segregación por tipos morfológicos, su estudio se ha centrado fundamentalmente en la llamada relación Morfología-Densidad (Melnick & Sargent, 1977; Dressler, 1980b). Estos autores encontraron que existía una relación entre la densidad local de galaxias de una región del espacio y la distribución en tipos morfológicos en dicha región. Lo que encontraron fue que en las regiones de mayor densidad local aumentaba la proporción de galaxias de tipos tempranos, especialmente elípticas, sobre galaxias de tipos tardíos. Esta relación descubierta en los cúmulos de galaxias más tarde fue extendida a grupos de galaxias (Postman & Geller, 1984; Einasto & Einasto, 1987), convirtiéndola en una relación de carácter local sin dependencia con otras propiedades de los cúmulos. Sin embargo, Whitmore & Gilmore (1991) y Whitmore, Gilmore & Jones (1993) consideran que existe una relación entre las proporciones de los tipos morfológicos y la distancia al centro de los cúmulos que es más fundamental que la relación Morfología-Densidad y que ésta no sería más que el resultado de combinar la relación Morfología-Distancia cumulocéntrica con el perfil de densidad que muestran los cúmulos de galaxias.

Por otra parte, las subestructuras también se pueden utilizar para estudiar los procesos de formación y evolución de los cúmulos (West, Jones & Forman, 1995) e incluso de las propias galaxias de los cúmulos. Respecto a este último punto, uno de los argumentos en contra de la posible formación de galaxias elípticas por fusión de galaxias espirales son las elevadas velocidades de dispersión en las regiones centrales de los cúmulos. Ahora bien, si existen subestructuras es posible que las velocidades relativas de las galaxias en estas sean menores haciendo más probable la colisión y fusión de las galaxias.

Desde el punto de vista meramente práctico, conocer la existencia de subestructuras en los cúmulos es de gran importancia. Por ejemplo, la situación más delicada es a la hora de estimar la masa de los cúmulos mediante el teorema del virial (Zwicky, 1937). Este método se apoya en la idea de que los cúmulos están próximos al equilibrio dinámico, sin embargo, la presencia de subestructuras ya es una indicación de que esa hipótesis no es cierta. Además, si se aplica dicho teorema “a ciegas”, la presencia de subestructuras implica una distribución de separaciones entre galaxias diferente de que tendría el sistema en equilibrio, dando como resultado estimaciones de la masa erróneas (p.e. Bird, 1995).

A lo largo de este Capítulo se analizará la distribución de las galaxias tanto en dos dimensiones como su distribución radial, para lo cual primero habrá que determinar el centro de los cúmulos. Por último, se estudia la influencia de la densidad local en características tan fundamentales de las galaxias como su luminosidad y, especialmente, su tipo morfológico, en lo que se conoce como la Relación Morfología-Densidad.

## 7.2. Distribución Espacial Bidimensional de los Cúmulos

Una de las principales virtudes del proyecto *WINGS* es que trabaja con imágenes que cubren regiones relativamente extensas de los cúmulos. Esto permite estudiar directamente la distribución espacial de las galaxias y detectar la presencia de subestructuras en los cúmulos. Generalmente, en los estudios de distribución de galaxias en cúmulos se suele acudir a distribuciones radiales promediando azimutalmente. Sin embargo, estos métodos dan lugar a la pérdida de información que es de gran interés, especialmente cuando se quieren detectar subestructuras. Por otro lado, la naturaleza discreta de las galaxias y los grandes espacios entre ellas en



comparación con su tamaño dificultan la obtención de mapas de densidad. Para resolver este problema se propone el uso de un método alternativo al comúnmente utilizado en el que se cuentan galaxias en cuadrículas de tamaño fijo, las cuales determinan la resolución del mapa. Como se mostrará más adelante este método alternativo tiene la ventaja de obtener mapa de resolución tan alta como se quiera, siendo la limitación de la misma la capacidad de cálculo automático de la que se disponga.

En esta sección primero se describe este método alternativo que se utilizará para estudiar la distribución de galaxias por rangos de luminosidad, de índice de color y por tipos morfológicos.

### 7.2.1. Método

Para poder visualizar las variaciones de densidad local de una población no se utilizó el método convencional de contar galaxias dentro de una superficie de tamaño fijo. Este procedimiento tiene el inconveniente de que al trabajar con cantidades discretas (la densidad siempre será un número entero de veces  $1/Area_{sondeo}$ ) da lugar una distribución discontinua de densidad, incluso en el caso en el que se pudiese determinar la densidad en todos los puntos del espacio.

El método que se ha utilizado en este trabajo está basado en el que aplica Dressler (1980b) para calcular la densidad local en torno a una galaxia y que ya fue aplicado por Trevese et al. (1992). La idea básica consiste no en fijar el área y contar las galaxias dentro de un área fija, sino en fijar un número de galaxias y determinar el área (circular) que contiene ese número de galaxias. La ventaja de este método es que la magnitud que se mide (el área) es una variable continua lo que da valores continuos de la densidad local. Al igual que en el caso convencional, es necesario fijar dos parámetros característicos: el tamaño característico de la “sonda” (el área en el caso convencional y el número de galaxias en el nuevo método) y los puntos del espacio donde se va a muestrear la distribución de densidad local. El tamaño de la “sonda” está relacionado con el “tamaño” de la estructura más pequeña que quiere detectarse. Si se utiliza una área fija, el “tamaño” es la superficie aparente, pero si se utiliza la distancia a la  $n$ -ésima galaxias más próxima, el “tamaño” hace referencia al número de galaxias de las subestructuras que quieren determinarse. Un “tamaño” pequeño (tanto en área como en número de galaxias) será sensible a subestructuras de pequeño “tamaño” mientras que será insensible a estructuras de mayor “tamaño”. En el caso límite de utilizar un área fija menor que la distancia entre galaxias el mapa de densidad tendrá sólo dos valores (0 y  $1/Area_{sonda}$ ), mientras que en el caso de fijar la distancia a la galaxia más próxima el máximo de densidad siempre se encontrará sobre las galaxias individuales. Si se hace uso de un área grande o un número elevado de galaxias, las estructuras más pequeñas quedarán difuminadas y además se plantea el problema práctico de las dimensiones finitas de las imágenes lo que haría que el área que efectivamente estuviese dentro de la imagen fuese menor de la establecida inicialmente. Esto lleva a buscar un compromiso relacionado con el tamaño de las estructuras que se quieren detectar. En el caso que nos ocupa lo que nos interesan son subestructuras en función de la población total y por ese motivo se utilizó como indicativo de la densidad local el radio que contiene el 10 % de la población total, siempre que este número fuese mayor que 5 galaxias.

En la práctica lo que se hizo fue establecer una red de puntos separados en las direcciones X e Y por 150 píxeles ( $\sim 50$  Kpc) y en cada uno de ellos se calculó la densidad siguiendo la expresión:

$$\rho_{local} = \frac{\text{máx}(0.1N, 5)}{\kappa\pi d_{0.1N}^2} \quad (7.1)$$

donde  $N$  es el número total de galaxias,  $d_{0.1N}$  es el radio del círculo que encierra el 10 % de la población total y  $\kappa$  es un factor de corrección del área que tiene en cuenta la fracción del círculo de radio  $d_{0.1N}$  que queda dentro de la imagen.

Por supuesto, la densidad de un punto no es un valor fijo sino que depende del número de galaxias que se utilice como “sonda”. Sin embargo, lo que realmente nos interesa es la variación de la densidad local y no el valor absoluto de la misma, ya que la primera es la que determina la presencia de subestructuras.

### 7.2.2. Distribución Espacial en Función de la Luminosidad

Establecer la distribución espacial en rangos de luminosidad es interesante por dos factores. En primer lugar permite conocer la existencia de una segregación por luminosidad en los cúmulos. A partir de ésta se puede inferir el estado evolutivo del cúmulo ya que en los cúmulos más evolucionados y próximos a la equipartición de energía se espera que las galaxias menos masivas ocupen un volumen mayor. También puede aportar información relativa a la influencia del medio sobre las propiedades de las galaxias que se refleje en distribuciones espaciales diferentes en función de la luminosidad. El segundo factor es de carácter práctico ya que al disminuir el brillo aparente de las galaxias los problemas de contaminación aumentan rápidamente. De especial importancia es la contaminación por cúmulos o grupos lejanos que serán más evidentes en los rangos de brillo aparente más bajos.

En la Figura 7.1 se han representado en mapas de color las variaciones de densidad de cada cúmulo en 4 rangos de luminosidad:  $M_V < -19$ ,  $-19 \leq M_V < -17$ ,  $-17 \leq M_V < -15$  y  $M_V \geq -15$ . Dado que lo que interesa es detectar variaciones de densidad, la escala de colores utilizada es arbitraria y se ha elegido de forma que permita representar los diferentes rangos aunque los valores de cada diagrama sean diferentes. Por lo tanto, esta figura no permite comparaciones en cuanto a densidades entre diferentes diagramas. La escala de colores se ha elegido de forma que el negro represente el máximo de densidad y el blanco el mínimo. El resto de colores en orden de densidad decreciente serían: morado, azul, verde, amarillo y rojo.

Lo que se observa es que en todos los cúmulos las galaxias más brillantes tienden a concentrarse en una única región que coincidiría con el centro del cúmulo. Sin embargo, cúmulos como Abell 2589 o Abell 2593 presentan pequeñas subestructuras ya en este rango de mayor luminosidad. Si se analiza la forma de la región central ésta varía entre la forma más o menos circular de Abell 193, la irregular de Abell 2589 y la forma alargada de Abell 2626.

La situación cambia en el siguiente rango de luminosidades ( $-19 \leq M_V < -17$ ). En algunos cúmulos (Abell 147, Abell 2589 y Abell 2626) la concentración central deja de ser la más importante. Como se comprobará más adelante cuando se utilice el índice de color, las regiones excéntricas con mayor densidad son cúmulos lejanos proyectados. En el caso de Abell 2626 hay confirmación espectroscópica de que la concentración que se observa al Este (abajo en el diagrama) es un cúmulo a  $z \sim 0.18$ . Por el contrario, en otros cúmulos (Abell 2457 y Abell 2593) no sólo sigue dominando la concentración central sino que además se hace más regular. En este último se observan 2 regiones de alta densidad adicionales, una de las cuales parece estar también relacionada con un cúmulo lejano. Por último, Abell 168 muestra una región central irregular acompañada por otra región densa al Oeste. De nuevo, la posibilidad de que se trate de un cúmulo proyectado está presente aunque también podría tratarse de galaxias relacionadas con el segundo miembro del posible *merger* que está sufriendo este cúmulo y que estarían asociadas a la galaxia cD, aunque no se observa que esta segunda concentración rodee a aquélla tal y como cabría esperar.

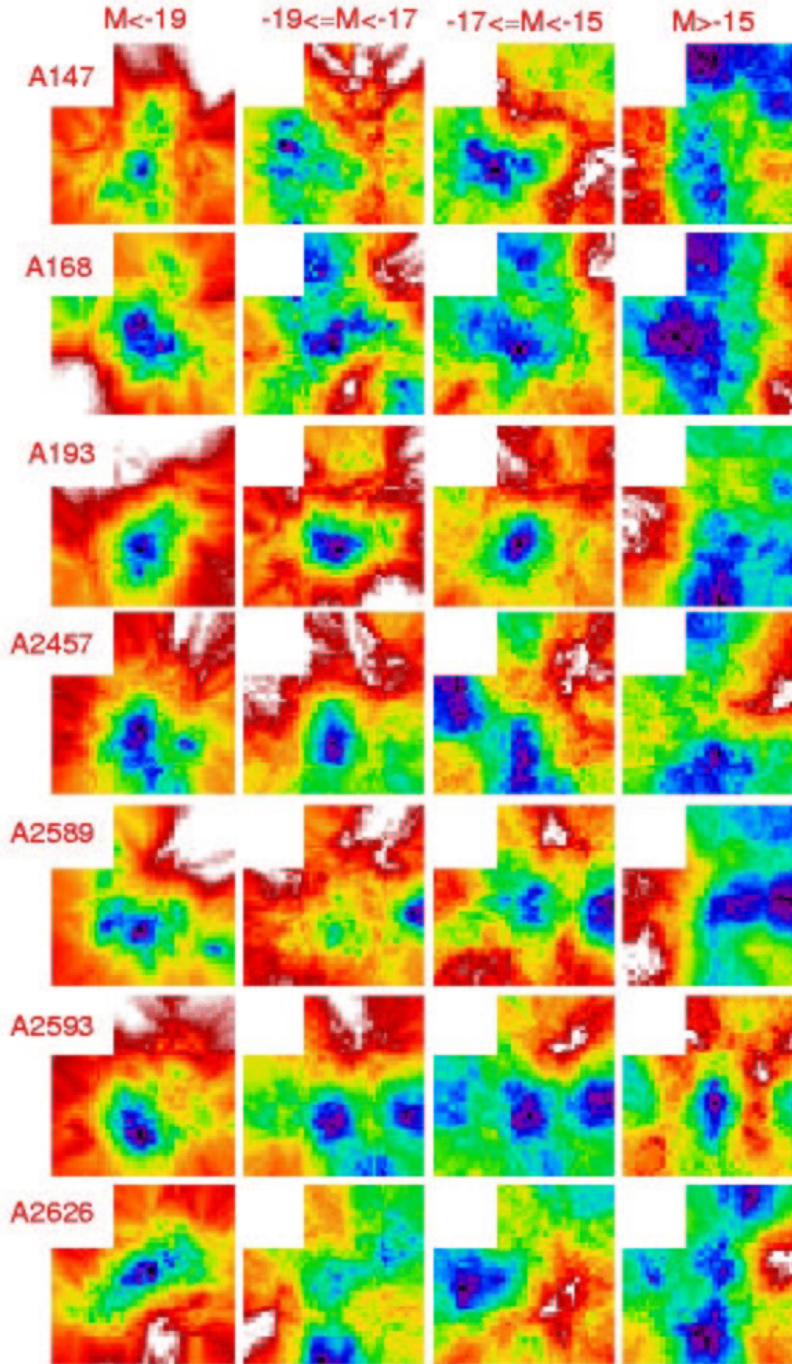


Figura 7.1: Distribución espacial de las galaxias en función de la luminosidad. De izquierda a derecha se muestran las distribuciones de elípticas, lenticulares y espirales. De arriba a abajo las gráficas corresponden a los cúmulos A147, A168, A193, A2457, A2589, A2593 y A2626, respectivamente. Escala de colores arbitraria, indicando una mayor densidad con colores más oscuros. Norte hacia la izquierda, Este hacia abajo.

Continuando con el siguiente rango en luminosidad, se observan nuevos cambios. Así, por ejemplo, Abell 147 y Abell 168 muestran zonas de mayor densidad en torno a sus galaxias más brillantes. Abell 193 sigue mostrando un única concentración central bastante regular. En Abell 2457 aparece una segunda región de alta densidad al norte de la concentración central que en este rango de luminosidades se extiende en una banda estrecha hacia el E. Por último, destacar el desplazamiento significativo del máximo de densidad en Abell 2626.

Finalmente, la distribución de las galaxias más débiles muestra diferencias respecto a la distribución de las galaxias más brillantes. Llama la atención el caso de Abell 168 en el que la densidad de galaxias más débiles se ha desplazado hacia la galaxia cD. Por su parte, Abell 193 y Abell 2457 han perdido sus concentraciones centrales. En aquéllos que conservan la concentración central, por lo general, ésta está desplazada respecto a la concentración de galaxias más brillantes. En este rango de magnitudes la mayoría de los cúmulos presentan posibles candidatos a ser cúmulos o grupos proyectados (Abell 168, Abell 193, Abell 2589, Abell 2593 y Abell 2626). La determinación de estas concentraciones como grupos o cúmulos proyectados quedará más justificada cuando se vean más adelante la distribución de las galaxias en función de su índice de color.

La imagen global que se tiene después de éste análisis cualitativo es que la muestra está compuesta por cúmulos lo suficientemente evolucionados para tener sus galaxias más brillantes concentradas en la región central aunque diversas irregularidades (véanse Abell 168 ó Abell 2626) indican que o todavía no se ha alcanzado cierto equilibrio o que el sistema ha sufrido alguna perturbación (sobre estos dos cúmulos hay trabajos que apuntan a la posibilidad de haber sufrido procesos de fusión). El análisis de los rangos más débiles se ve afectado por la presencia de cúmulos o grupos proyectados que simulan la presencia de estructuras pero que pueden descartarse bien por la disponibilidad de medidas espectroscópicas bien al hacer la comparación con la distribución de galaxias más rojas que la RCM (ver siguiente apartado). Aún así se observa que, en la mayoría de los casos, la concentración central está presente hasta en las galaxias menos luminosas.

En cuanto a la presencia de subestructuras, el caso más claro es Abell 2593. La región de mayor densidad que se observa al Sur (derecha en el diagrama) de la región central queda confirmada con el uso de índices de color. Otro ejemplo es Abell 168 aunque éste es más evidente a magnitudes más débiles que  $M_V = -17$ . Otras posibles subestructuras que no son descartadas por los índices de color son la concentración al SW en Abell 2626 ( $-19 \leq M_V < -17$ ) o el grupo de galaxias débiles ( $M_V > -15$ ) ligeramente excéntrico de Abell 2589.

En lo que se refiere a segregación en masa (luminosidad), la presente muestra no da signos evidentes de su existencia ya que en la mayoría de los casos la concentración central se mantiene hasta las luminosidades más bajas. Un posible caso sería Abell 168 ya que en este cúmulo las galaxias con  $M_V < -17$  tienden a concentrarse en la región central (definida por la concentración de espirales) mientras que las galaxias más débiles se reparten en la región entre el centro del cúmulo y la cD. Ahora bien esta segregación parece ser más una evidencia de que este cúmulo está sufriendo una fusión de dos cúmulos y las regiones centrales de éstos siguen manteniendo parte de su población original (Tomita et al., 1996).

### 7.2.3. Distribución Espacial en Función del Índice de Color

Una de los métodos que dan más información respecto a la presencia de cúmulos o grupos de galaxias lejanos consiste en combinar la distribución de las galaxias en el diagrama Color-Magnitud con su distribución espacial. Como ya se comentó en el capítulo dedicado a la Función

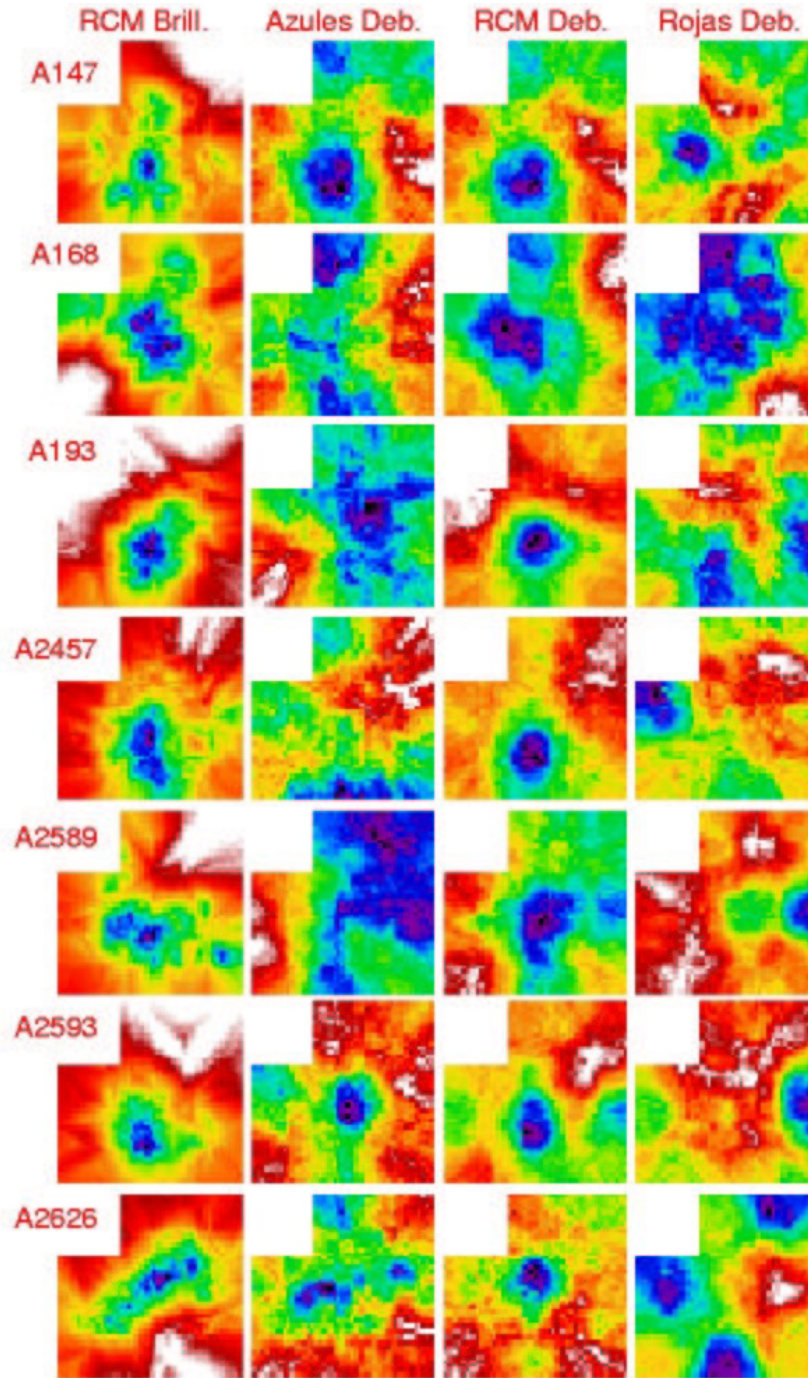


Figura 7.2: Distribución espacial de las galaxias en función de la distancia a la Relación Color-Magnitud. De izquierda a derecha se muestran las distribuciones de elípticas, lenticulares y espirales. De arriba a abajo las gráficas corresponden a los cúmulos A147, A168, A193, A2457, A2589, A2593 y A2626, respectivamente. Escala de colores arbitraria, indicando una mayor densidad con colores más oscuros. Norte hacia la izquierda, Este hacia abajo.

de Luminosidad y la contaminación por galaxias de fondo, una de los métodos más habituales utilizados para descartar galaxias de fondo es eliminando aquellas galaxias que en el diagrama Color-Magnitud quedan por encima de la Relación Color-Magnitud (RCM) del cúmulo. Sin embargo, también se vio que esto es cierto para las galaxias de tipos tempranos y que las espirales pueden incluso disminuir su índice de color con la distancia.

Con esta idea en mente se construyeron tres grupos de galaxias en función de su distancia  $\Delta_{(B-V)}$  a la RCM de su cúmulo correspondiente. Se consideraron como galaxias de la RCM aquellas con  $|\Delta_{(B-V)}| \leq 0.2$ . La proporción de galaxias del cúmulo respecto a las que están proyectadas es máximo en este grupo. Los otros dos grupos corresponden a las galaxias más azules que este grupo ( $\Delta_{(B-V)} < -0.2$ ) y las galaxias más rojas ( $\Delta_{(B-V)} > 0.2$ ).

Dado que la contaminación se da especialmente en el rango de luminosidades más débil se impuso un corte de magnitud de  $M_V \geq -19$ . En las columnas segunda a cuarta de la Figura 7.2 se muestran los mapas de densidad de las galaxias con  $M \geq -19$  siguiendo la división de colores arriba descrita. Como referencia se incluye en la primera columna la distribución de las galaxias más brillantes de la RCM. El reducido número de galaxias brillante fuera de la RCM hizo imposible hacer los correspondientes mapas.

Uno de los primeros aspectos que saltan a la vista es la gran simetría de la distribución de las galaxias de la RCM en la mayoría de los cúmulos. De hecho, esta simetría es mucho mayor de la que presentan las galaxias más brillantes que también caen en la RCM. Los dos casos que más se desvían de este comportamiento son Abell 168 y Abell 2589. En el primero de ellos las galaxias débiles de la RCM se reparten por la región que engloba tanto la concentración de espirales como a la cD.

Si se comparan las distribuciones de las galaxias con distintos índices de color resulta que las galaxias más rojas que la RCM muestran poca o ninguna correlación con las galaxias de la RCM. Esto delata las concentraciones de las galaxias rojas como externas al cúmulo. Existen diversas confirmaciones espectroscópicas que refuerzan esta idea.

La distribución de las galaxias azules es más compleja evidenciando la dificultad de asignar al cúmulo o no a tales galaxias sólo haciendo uso de su posición en el Diagrama Color-Magnitud. Así, por ejemplo, la distribución en Abell 147 de las galaxias azules y las galaxias de la RCM es prácticamente igual. Abell 168, Abell 193, Abell 2589 y Abell 2593 presentan cierta correlación aunque se observan desplazamientos significativos entre las regiones de alta densidad de un grupo y otro. Abell 2626 es especial ya que mientras que las galaxias más brillantes de la RCM se extienden en una región alargada, las galaxias más débiles se sitúan en el centro de dicha región y las galaxias débiles más azules se encuentran aproximadamente a ambos extremos de la banda cubierta por las galaxias brillantes.

Al comparar las galaxias con colores más extremos, también se observan ciertas concentraciones simultáneamente en galaxias azules y galaxias rojas (Abell 168 y Abell 2589), lo que podría indicar la presencia de cúmulos proyectados ricos en galaxias de tipos tempranos.

De esta forma, queda demostrada la utilidad de este tipo de gráficas para determinar la posición de cúmulos proyectados.

#### 7.2.4. Distribución Espacial en Función del Tipo Morfológico

En este apartado el interés se centrará en mostrar la distribución espacial de las galaxias según sus tipos morfológicos. La Figura 7.3 presenta tales distribuciones. Para limitar la influencia de las galaxias de fondo y al mismo tiempo homogeneizar las muestras entre los distintos cúmulos se impuso un límite superior de magnitud absoluta de  $M_V = -17$ . Además, debido a



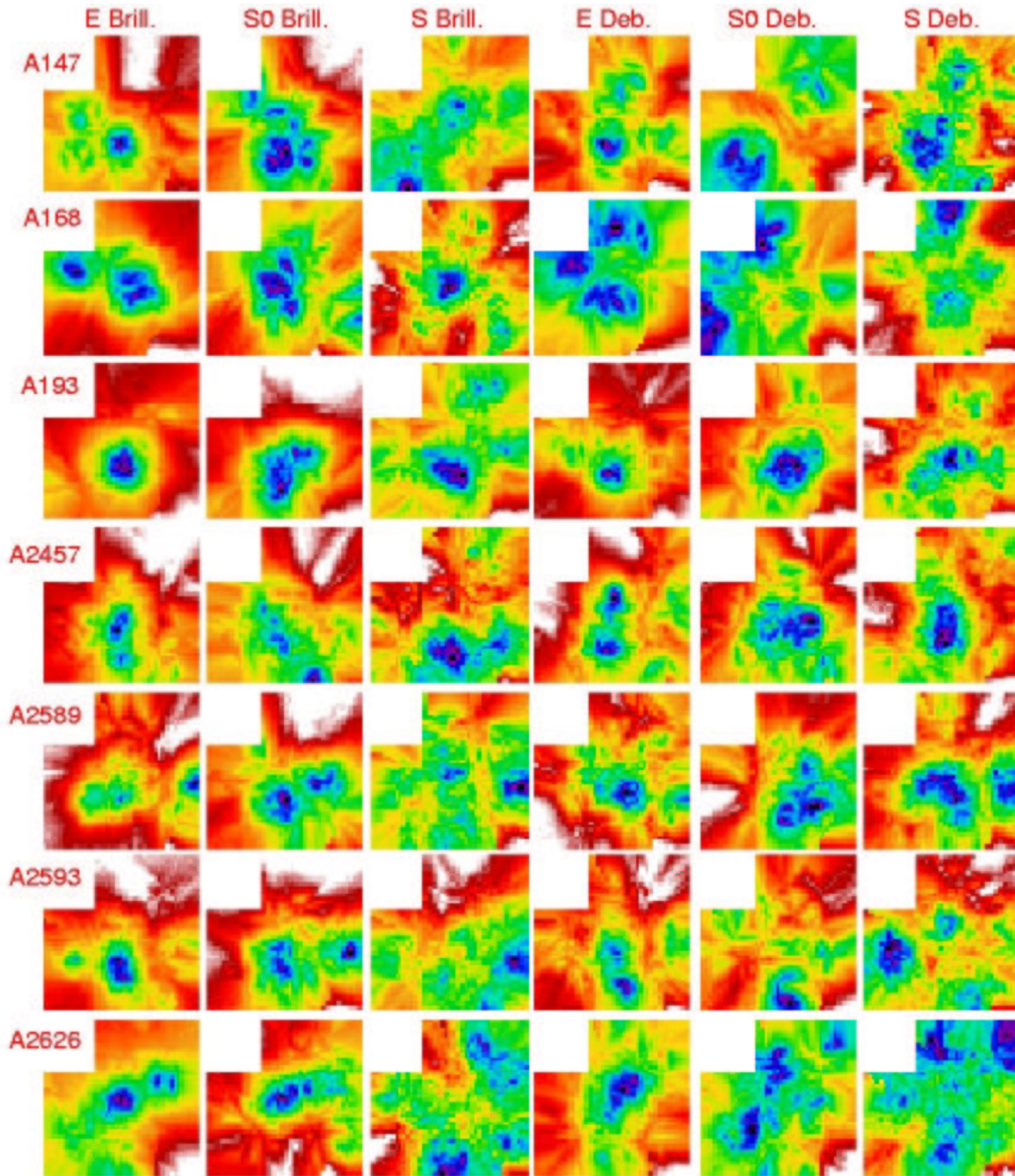


Figura 7.3: Distribución espacial de las galaxias por tipos morfológicos.

que los conjuntos utilizados para construir cada mapa de densidad eran bastante reducidos las densidades se calcularon midiendo la distancia a la quinta galaxia más lejana de cada punto.

Limitándonos en primer lugar a las galaxias más brillantes, las galaxias elípticas se encuentran básicamente concentradas en las regiones centrales de los cúmulos. Sin embargo, y a pesar del tamaño reducido de la muestra hay una gran variedad de situaciones. En el extremo de mayor simetría y concentración lo aporta Abell 193 con una única concentración con una elevada simetría circular. Abell 147, Abell 2593 y Abell 2626 además de la concentración central presentan concentraciones más pequeñas o difusas. Abell 2457 tiene una región central alargada también con una pequeña subestructura al Este. Abell 2589 es el único campo en el que la región de mayor densidad de elíptica no cae en el centro del cúmulo. Por último, Abell 168 presenta una región central acompaña por otra de densidad similar pero de menor tamaño.

Las galaxias lenticulares brillantes por lo general no se encuentran tan concentradas como las elípticas, aunque se dan excepciones como en Abell 2589, en el que este tipo morfológico está más concentrado hacia el centro del cúmulo que las galaxias elípticas. Aunque también suelen compartir regiones de alta densidad con las elípticas se dan casos de estructuras que sólo se dan en este tipo morfológico (E de Abell 2457, SW de Abell 2589 o S de Abell 2593) y viceversa, es decir, regiones de alta densidad de elípticas pero no así de lenticulares (N de Abell 168, en torno a cD). Tanta variedad de escenarios parece difícil de explicar acudiendo a una única teoría de las que actualmente se barajan para explicar la formación de galaxias y su posible transformación morfológica.

Por último, las espirales son claramente el grupo con un comportamiento menos predecible. En esta muestra se puede encontrar en altas concentraciones centrales (Abell 168, Abell 193), ligeramente excéntricas (Abell 2457) o muy excéntricas (Abell 2589, Abell 2593 y Abell 2626). Estos últimos casos parecen estar relacionados con cúmulos proyectados al compararlos con la distribución de galaxias más rojas (ver Figura 7.2). En 4 de los 7 cúmulos (Abell 147, Abell 2589, Abell 2593 y Abell 2626) prácticamente han desaparecido de las regiones centrales en las que dominan las galaxias de tipos más tempranos.

Al estudiar la distribución de las galaxias más débiles, las elípticas siguen concentrándose en la zona central, con una distribución similar a la de las galaxias más brillantes del mismo tipo. Por el contrario, la relación entre lenticulares brillantes y débiles no se observa en la mayoría de los casos. La única excepción clara es Abell 193. De nuevo, la distribución de espirales muestra la mayor variedad de situaciones. Abell 193 sigue mostrando una distribución central y bastante radial, Abell 2457 y Abell 2589 ahora tienen concentraciones centrales que en el rango más brillante no aparecen, Abell 168 y Abell 2593 tienen regiones de alta densidad alejadas sus centros posiblemente consecuencia de la contaminación de fondo.

Para establecer una comparación más sencilla entre los diferentes campos, y limitándonos a las galaxias más brillantes ( $M_V \leq -17$ ), se construyendo las distribuciones de densidad de cada tipo morfológico para cada campo. Recordemos que la densidad se refiere a densidad de galaxias del mismo tipo morfológico. También se normalizó la densidad de cada tipo morfológico por las respectivas densidades promedio. El resultado se muestra en la Figura 7.4.

Lo que se observa es que la forma en la que se distribuyen las galaxias de cada tipo sigue pautas diferentes. Las galaxias elípticas presentan en todos los campos más de un máximo. Uno de ellos suele situarse en torno a  $\log(\rho/\rho_m) = 0$ , donde  $\rho_m$  es la densidad promedio. Es decir, existe una población de elípticas distribuida de manera más o menos uniforme. El que este máximo suela estar desplazado hacia valores más bajos de la densidad es una consecuencia de haber calculado la densidad promedio utilizando todas las galaxias, incluyendo aquellas que están más concentradas. En la mayoría de los casos, salvo Abell 168 y Abell 2626, las elípticas



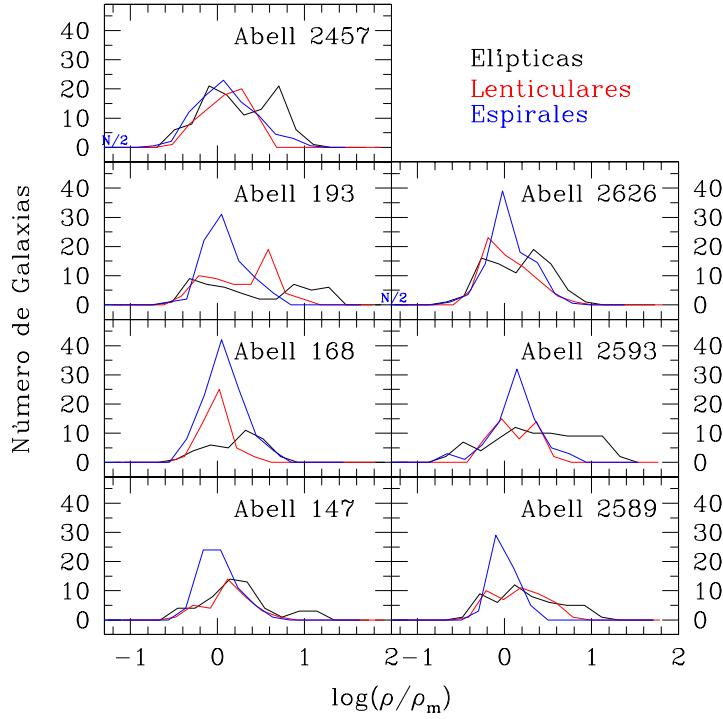


Figura 7.4: Agrupamiento de las galaxias por tipos morfológicos. Corte en magnitud absoluta a  $M_V = -17$ .  $\rho$  es la densidad superficial local de galaxias del mismo tipo.  $\rho_m$  es la densidad promedio en cada caso.

presentan un segundo máximo o una cola de la distribución a alta densidad relativa. Generalmente esa cola no es seguida por la distribución de tipos más tardíos, es decir, el agrupamiento de las elípticas a altas densidades está desacoplado de los otros dos tipos morfológicos. Esto es importante ya que si este aumento en la densidad de elípticas fuese efecto de un aumento de la densidad de galaxias tendría que observarse también en el resto de galaxias (quizás es lo que se observa levemente en la distribución de espirales de Abell 2626). Esto quiere decir que debe existir algún mecanismo o conjunto de mecanismos que impiden que galaxias con disco en los cúmulos de galaxias alcancen niveles de agrupamiento tan elevados como los que consiguen las elípticas. El comportamiento de las lenticulares respecto a su agrupamiento es intermedio a los otros dos tipos morfológicos. Excepto en Abell 193 y Abell 2589, no existen lenticulares con un grado de agrupamiento superior al de las espirales. Abell 193 es el único campo en el que la mayoría de las lenticulares están altamente concentradas aunque sin alcanzar los niveles mostrados por las elípticas del mismo campo. En Abell 2589, las distribuciones de densidad de elípticas y lenticulares son muy similares aunque, de nuevo, la principal diferencia la marca la cola de la distribución a alta densidad que en el caso de las primeras se extiende hasta valores más elevados, apuntando a esa imposibilidad de las galaxias con disco a agruparse a tal nivel.

Resumiendo, tanto en los mapas como en las distribuciones de densidad local de cada tipo morfológico se observan similitudes y correlaciones al mismo tiempo que pueden aparecer claras discrepancias. Luego, han de convivir fenómenos que sean capaces de explicar ambos comportamientos opuestos. Las correlaciones espaciales entre diferentes tipos morfológicos no son extrañas ya que el agrupamiento de galaxias por simple gravedad es independiente del tipo morfológico.

En el caso de las distribuciones, todos los tipos muestran algún máximo en torno a la densidad promedio, es decir, alguna parte de la población de cada tipo se distribuye de manera más o menos uniforme en cada campo. Dado que no se han eliminado las galaxias proyectadas, éstas supondrán parte de esta población uniforme.

Las discrepancias en las distribuciones sí que aportan más información ya que evidencian la existencia de fenómenos que son dependientes del tipo morfológico. Entre aquéllas la más llamativa es la aparente capacidad de las galaxias elípticas a concentrarse en grupos mucho más compactos de lo que muestran las galaxias lenticulares y espirales o, equivalentemente, la incapacidad de éstas últimas a formar aglomeraciones compactas. Sin embargo, hay que señalar que los grupos de elípticas más compactos corresponden a las zonas centrales de los cúmulos. Por lo tanto, no queda claro si es que realmente las galaxias con disco no pueden agruparse de forma tan compacta o existe algún otro mecanismo relacionado con la distancia galactocéntrica de las galaxias que afecta de manera diferente a las galaxias con disco y a las elípticas, impidiendo que las primeras se acumulen en el centro donde podrían alcanzar densidades similares a las que muestran las galaxias sin disco. Este hecho enlaza directamente con la discusión entre la influencia de las propiedades locales del espacio (Dressler, 1980b) y la posición relativa respecto al centro del cúmulo (Whitmore, Gilmore & Jones, 1993) sobre la distribución de las galaxias de tipos morfológicos diferentes en los cúmulos de galaxias.

### 7.3. Distribución Radial

Una vez estudiada la distribución bidimensional de las galaxias en cada campo, y teniendo en cuenta que en la mayoría de los casos las galaxias más brillantes se distribuyen de manera más o menos radial se pueden hacer promedios azimutales .

Esta sección se dedica al estudio de los perfiles radiales de los cúmulos empezando por determinar cuál es el centro de cada cúmulo que servirá como origen de la coordenada radial.

#### 7.3.1. Determinación del Centro

Si definimos el centro de un cúmulo como el punto de menor potencial gravitatorio, su localización no es, en muchos casos, una tarea fácil. Existen varios métodos que tratan de inferir la localización del pozo de potencial a partir de la distribución de diferentes componentes del cúmulo, confiando en que dicha distribución esté principalmente debida al campo gravitatorio global del cúmulo. Estos métodos son:

- Posición de la galaxia más brillante o *brightest cluster galaxy* (desde ahora, *BCG*) . Muchos de los cúmulos presentan una galaxia con una luminosidad mucho mayor que el resto de las galaxias del mismo cúmulo. Según algunas teorías de formación, la localización de esta galaxia próxima al pozo de potencial la llevaría a ir ganando material bien en forma de gas intracúmulo que se fuese enfriando, bien por ir despojando de material por efecto marea a galaxias que pasasen próximas o incluso capturando galaxias enteras. Otras teorías suponen que la galaxias cD se formó antes o durante la formación del cúmulo y por fricción dinámica caería mucho más rápido que las galaxias menos masivas al centro del cúmulo (Bird, 1994).
- Distribución espacial de galaxias. Otra forma de inferir la posición del centro del cúmulo es localizando el centro de masas del sistema. La forma en principio más directa es localizar el centro de la distribución de luminosidad. Esto sería válido siempre que la distribución de

Cúmulo	BCG	Rayos X
Abell 147	(01:08:12,+02:11:38)	-
Abell 168	(01:14:58,+00:25:51)	(01:14:58,+00:24:50) <sup>a</sup>
Abell 168		(01:15:12,+00:18:27) <sup>b</sup>
Abell 193	(01:25:08,+08:41:57)	(01:25:05,+08:41:43)
Abell 2457	(22:35:41,+01:29:06)	-
Abell 2589	(23:23:57,+16:46:38)	(23:23:57,+16:46:49)
Abell 2593	(23:24:20,+14:38:50)	(23:24:19,+14:39:53)
Abell 2626	(23:36:30,+21:08:47)	(23:36:30,+21:08:51)

<sup>a</sup>: Máximo correspondiente a la BCG.

<sup>b</sup>: Máximo secundario centrado en la región de máxima densidad de espirales.

Tabla 7.1: Localización del centro de cada cúmulo. Posición de la galaxias más brillante (BCG) y máximo de emisión en rayos X.

masa luminosa trace la distribución de masa no luminosa. Este sistema se encuentra con algunos problemas prácticos debidos al tamaño finito de la imagen y a la contaminación por galaxias que no son del cúmulo. En su lugar se puede buscar el máximo de densidad superficial si la presencia de éste es lo suficientemente evidente.

- Distribución de brillo en rayos X. Otro método alternativo para inferir la posición del centro del cúmulo es haciendo uso de la emisión en rayos X, que presenta una elevada proporción de cúmulos (y, por construcción todos los del proyecto *WINGS*). Esta emisión procede de un gas a varios  $10^7$  K y que engloba a todo el cúmulo. La distribución de este gas a gran escala depende del potencial gravitatorio del cúmulo y el centro de la distribución de gas estará localizado próximo al centro del campo gravitatorio del cúmulo. Otra ventaja que tiene el uso de rayos X es que evita los problemas derivados de galaxias proyectadas.

En la Tabla 7.1 se detallan las posiciones obtenidas con el primero y tercero de los métodos expuestos. La posición de la cD se ha determinado a partir de la posición del máximo de emisión, en los casos en los que la galaxia presentaba núcleo múltiple. El centro de la emisión en rayos X se determinó a partir de imágenes de los observatorios en rayos X Einstein o ROSAT dando el máximo de emisión. En el caso de Abell 168, la distribución en rayos X, según las imágenes del observatorio Einstein, es muy irregular con más de un pico de emisión. El máximo absoluto del campo corresponde aproximadamente con la posición de la galaxias más brillante del campo, como ocurre en el resto de campos. Sin embargo, también se da la posición de un máximo secundario cuya posición coincide aproximadamente con el centro de simetría de la distribución de espirales.

La determinación a partir de la densidad de galaxias conlleva diversos problemas que hacen difícil obtener una posición realmente consistente en todos los casos. Para ilustrar el tipo de problemas que uno puede encontrarse, en la Figura 7.5 se muestra la media de la coordenada Y en función de la luminosidad y el tipo morfológico de las galaxias de cada campo. Se han indicado con líneas punteadas las posiciones correspondientes a una distribución uniforme (línea blanca) y el centro obtenido a partir de la cD (línea roja). El comportamiento de las curvas varía campo a campo e incluso dentro de un mismo campo entre diferentes tipos morfológicos. Además puede observarse la influencia de las galaxias de campo ya que el centro promedio de las galaxias más débiles tiende al centro de una distribución uniforme, mientras que en el caso

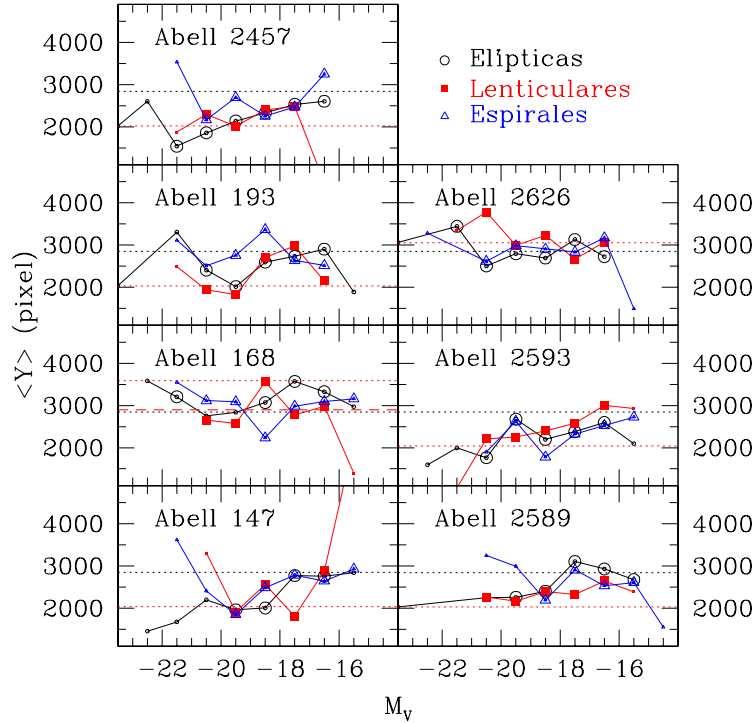


Figura 7.5: Media de la coordenada Y en grupos de galaxias construidos en función de la luminosidad y el tipo morfológico. Los puntos de menor tamaño indican que se utilizaron menos de 5 galaxias para obtener dicho valor. La línea punteada blanca indica la posición de la media si la distribución fuese uniforme. La línea punteada roja indica la posición de la cD. En Abell 168 se ha añadido una línea de trazos cortos que indica la posición del máximo secundario en rayos X utilizado como centro para ese cúmulo. Ver en el texto una explicación más detallada de esta elección.

de las galaxias más brillantes tiende a coincidir con la posición de la galaxias más brillante del cúmulo.

Finalmente, a la hora de decidir dónde se situaría el centro de cada cúmulo se optó por utilizar la posición de la galaxias más brillante, ya que es fácil de determinar y suele ser consistente con otras determinaciones del centro como la emisión en rayos X e incluso la distribución espacial de las galaxias más luminosas de cada cúmulo. Sin embargo, se consideró necesario hacer una excepción en el caso de Abell 168. Tal y como se ha ido comprobando a lo largo de esta Tesis, la galaxia más brillante de este cúmulo parece tener un origen externo respecto a la mayor parte de las galaxias que se observan en el campo, especialmente respecto a la concentración central de galaxias espirales. Dado que los mapas de densidad (Figura 7.3) también muestran que las galaxias tienden a concentrarse en torno a este grupo de espirales, es razonable considerarlo como centro del cúmulo en lugar de la galaxias más brillante cuya presencia en el campo es circunstancial y, por lo tanto, no cumple la misión de indicar la posición del centro del cúmulo. Lo mismo se puede decir de la emisión en rayos X relacionada con esta galaxia. Finalmente, como no hay ninguna galaxia espiral mucho más brillante que el resto que haga las veces de galaxia cD, se eligió como centro de referencia de este cúmulo la emisión en rayos X situada en la concentración de espirales.

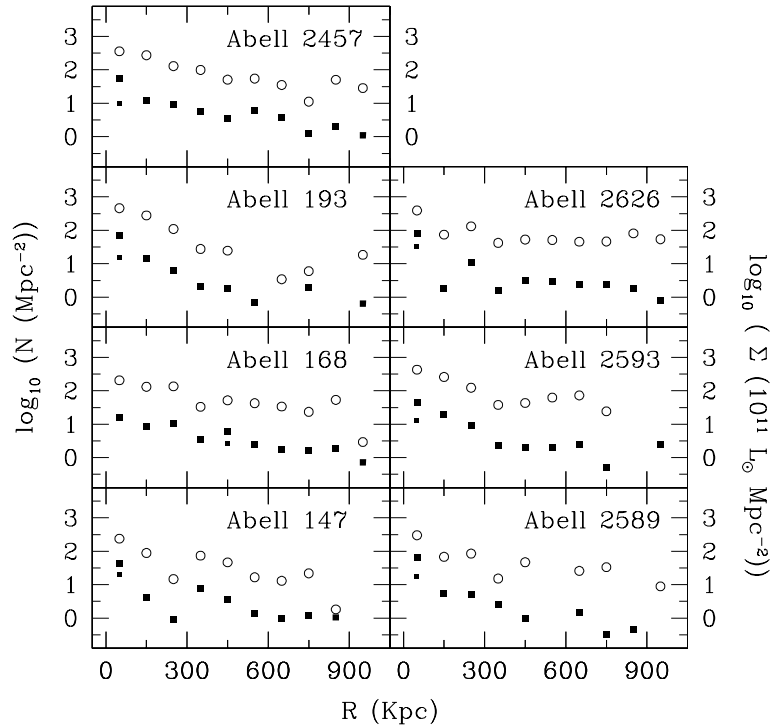


Figura 7.6: Perfil de distribución radial de las galaxias más brillantes de cada cúmulo ( $M_V \leq -17$ ). Los círculos representan la densidad en número de las galaxias y los cuadrados la densidad superficial de luz. Los cuadrados más pequeños representan las densidades luminosas excluyendo las galaxias más brillantes de cada cúmulo.

### 7.3.2. Perfiles Radiales de Densidad

Una vez determinado el centro de cada cúmulo se puede estudiar la densidad de galaxias en función de la distancia cumulocéntrica. Para disminuir el ruido introducido por las galaxias de fondo se introdujo un corte en magnitud absoluta de  $-17$ . Por lo tanto, nos centraremos en el conjunto de galaxias más brillante de cada cúmulo.

En primer lugar, es necesario substraer la contribución de las galaxias del fondo. Debido a que los campos no son lo suficientemente amplios como para tener regiones libres de galaxias del cúmulo central se recurrió de nuevo a los resultados del *MGC* (Liske et al., 2003), al igual que se hizo durante el estudio de las funciones de luminosidad. Para poder aplicar esta corrección adecuadamente no hay que eliminar galaxias por otros criterios que no sean el estar fuera del rango de luminosidad que se está analizando. Por este motivo, antes de aplicar la corrección se añadieron a los catálogos las galaxias con *redshift* conocido que fueron eliminadas.

En la Figura 7.6 se presentan los perfiles de densidad en número de galaxias (círculos) y, además, se incluyen los perfiles de densidad luminosa (cuadrados). Con un cuadrado de menor tamaño se indica la densidad luminosa central excluyendo la galaxia más brillante del cúmulo. También se han limitado los perfiles a las galaxias con distancias cumulocéntricas inferiores a 1 Mpc ya que más allá de esa distancia las densidades son próximas al fondo y las curvas se vuelven más erráticas.

Estas gráficas muestran una serie de fenómenos que es interesante detenerse a discutirlos.

Lo primero es comprobar el efecto tan marcado de la galaxia más brillante sobre el perfil de luminosidad. En 4 casos el perfil cambia radicalmente. En Abell 168, la *BCG* se encuentra a  $\sim 550$  Kpc del centro. Los otros 3 casos son Abell 193, Abell 2457 y Abell 2593. En todos ellos la densidad luminosa de la región central se reduce hasta valores incluso menores que los de las regiones inmediatamente más externas. Teniendo en cuenta que la densidad en número sigue siendo más alta en las regiones centrales <sup>1</sup>eso quiere decir que la luminosidad media de las galaxias (exceptuando la *cD*) disminuye en la región central. Estos efectos se ajustan perfectamente al escenario de “canibalismo” galáctico (Ostriker & Thuan, 1975; Ostriker & Hausman, 1977; Hausman & Ostriker, 1978), en el que las galaxias más luminosas (masivas) han caído más rápidamente al pozo de potencial en el que se han ido fusionando para formar un sistema estelar mucho más extenso y luminoso que se identifica con la *BCG*. Estos 3 cúmulos también comparten el poseer núcleos más densos y extensos que el resto de cúmulos, a excepción de Abell 168, lo que favorecería la fricción dinámica de las galaxias disminuyendo el tiempo que éstas requerirían para caer en el pozo de potencial.

La situación en los otros 3 cúmulos (Abell 147, Abell 2589 y Abell 2626) es muy diferente. La exclusión de la galaxia más brillante produce la lógica disminución de densidad luminosa pero aún así ésta sigue siendo máxima en la región central. Los perfiles radiales de estos cúmulos son más irregulares y las densidades (en número y en luminosidad) también son menores en las regiones más internas. Abell 147 y Abell 2626 presentan sendos máximos secundarios especialmente destacables en su perfil de luminosidad (lo que reduce la probabilidad de que sea consecuencia de un grupo lejano ya que la densidad luminosa que se mide de éstos es mucho menor de la que se esperaría si perteneciesen al cúmulo). En el primero de estos cúmulos, se podría pensar que existe relación con el posible AGN a  $R_c \sim 350$  Kpc, sin embargo, aun eliminando éste y las galaxias más próximas a él, el máximo sigue. En cuanto a Abell 2626 también se descartó la posibilidad de que el máximo fuese resultado de una única galaxia muy brillante. De estos resultados parece inferirse que ambos cúmulos o bien están en estadios de evolución tempranos en comparación con los tres primeros o bien que han sufrido algún tipo de *merger* del que las subestructuras más externas son los restos del cúmulo o grupo de galaxias asimilado.

### 7.3.3. Variación Radial de las Poblaciones Galácticas

La existencia de diferencias en la distribución radial de las galaxias de distintos tipos morfológicos puede ser clave a la hora de estudiar las historias evolutivas de cada uno de ellos y la influencia que tienen factores medioambientales sobre las mismas. Como ya se ha visto la densidad de galaxias aumenta según nos acercamos al centro de los cúmulos incrementando los efectos por interacción con las galaxias del medio. Por otro lado, los mapas de rayos X también muestran un aumento de la densidad de gas intergaláctico que a su vez interactúa con el gas interestelar de las galaxias de tipos más tardíos reduciendo su capacidad de formar estrellas, truncando su formación estelar. A todo esto hay que añadir las fuerzas de marea del cúmulo sobre cada una de las galaxias, cuya intensidad también depende de la distancia al centro del cúmulo. Aquí entran en conflicto las teorías que dan más importancia a las condiciones locales (Dressler, 1980b) y las que dan más importancia a las condiciones globales de cada cúmulo (Whitmore & Gilmore, 1991; Whitmore, Gilmore & Jones, 1993). En los cúmulos de galaxias es complicado distinguir unas de otras ya que las condiciones locales (densidad de galaxias) están acopladas a la distribución radial de los cúmulos.

---

<sup>1</sup>De hecho, el cambio en la densidad central es tan pequeño que por eso no se ha representado en las gráficas, ya que los nuevos puntos se superpondrían sobre los anteriores.

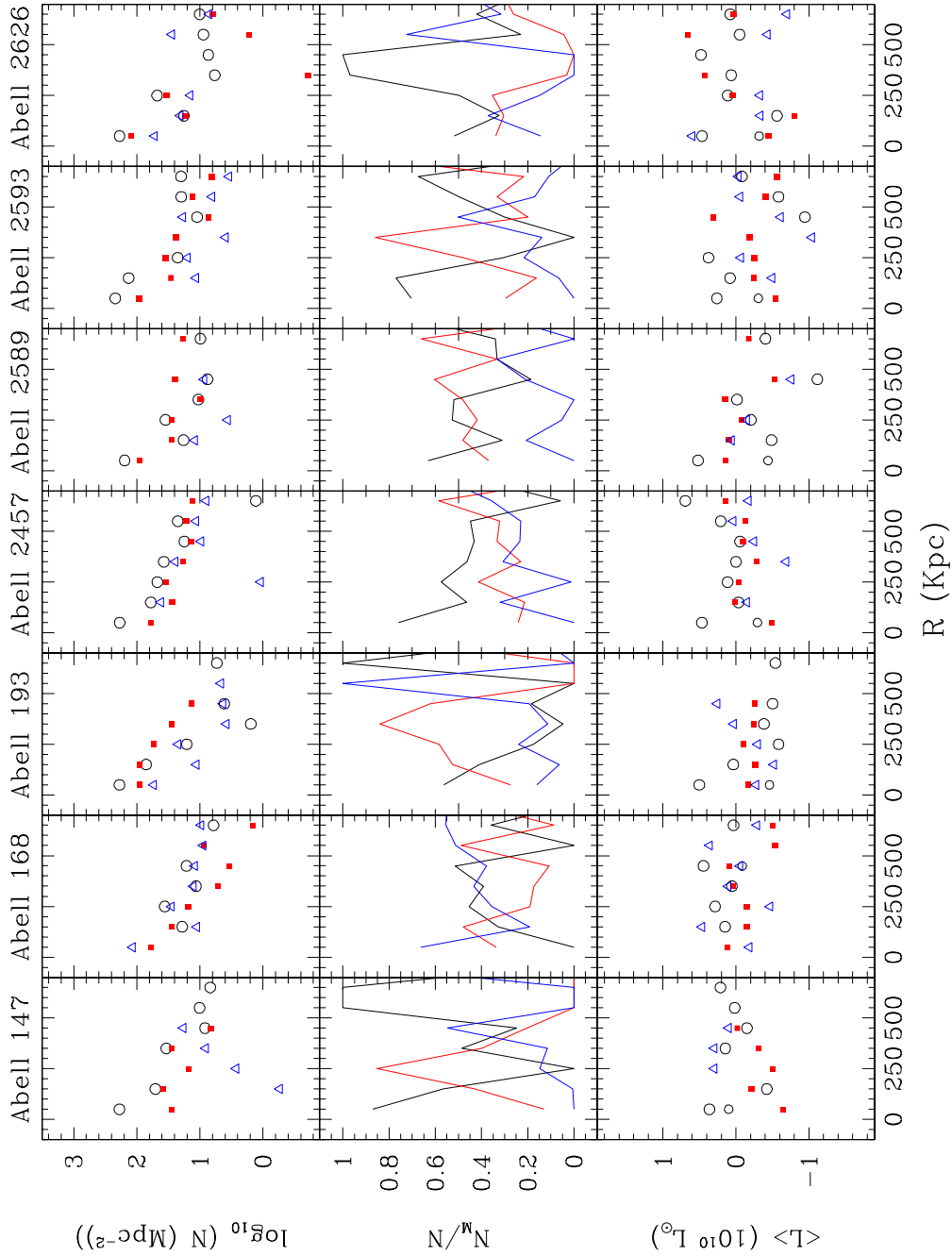


Figura 7.7: (Para ver apaisado) Distribución radial de la densidad numérica superficial (línea superior), la proporción de cada tipo morfológico (línea intermedia) y de la luminosidad media por galaxia (línea inferior). En negro se han representado los datos relativos a las galaxias elípticas, en rojo a las lenticulares y en azul a las espirales. En la última línea se ha indicado con un círculo de menor tamaño la luminosidad media por galaxia excluyendo a la galaxias más brillante de cada cúmulo.

El análisis de la variación con la distancia al centro del cúmulo de las poblaciones galácticas se ha centrado en tres aspectos: la variación de la densidad superficial en número de galaxias, la variación de las proporciones relativas de cada uno de los tres tipos morfológicos y, por último, en la variación de la luminosidad media por galaxia. Para tal fin se confeccionó la Figura 7.7, utilizando las galaxias más brillantes que  $M_V = -18$ . La substracción del fondo de galaxias se basó en la composición en tipos morfológicos dada (Whitmore, Gilmore & Jones, 1993), que recordemos era E/S0/S=18/23/59.

Se observa que la densidad superficial de galaxias de los tres tipos morfológicos, en la mayoría de los casos aumenta en las regiones más internas. La única excepción clara es la caída en la densidad de espirales que muestra Abell 147. También es generalizado el predominio de las galaxias elípticas en los 100 Kpc centrales, con densidades muy similares en todos los cúmulos, salvo Abell 168 cuya zona central está dominada por galaxias espirales. En cuatro de los 7 campos (Abell 147, Abell 2457, Abell 2589 y Abell 2593) no hay galaxias espirales en su región más interna. En cuanto a la forma en la que varía la densidad superficial con el radio, no son escasos los ejemplos en los que elípticas y lenticulares muestran variaciones similares (Abell 147, Abell 2457 y la región interna de Abell 2626). Si se comparan Abell 193 y Abell 2457 se aprecia que son dos casos totalmente opuestos. Mientras en el primero los tres tipos siguen distribuciones radiales diferentes, en Abell 2457 la semejanza en las densidades locales de los 3 tipos morfológicos (salvo la región más interna) es llamativa. Si se analiza la proporción de tipos morfológicos en función de la distancia al centro, no se observa un comportamiento universal. Como ya se ha indicado, incluso el predominio de las galaxias elípticas en las regiones más internas tiene una excepción en una muestra tan reducida como ésta. Tres cúmulos (Abell 147, Abell 193 y Abell 2593) tienen un común una caída brusca en la proporción de elípticas acompañada de un aumento proporcional de las lenticulares, las cuales dominan en una región concéntrica en torno a los 250-300 Kpc. Los datos de Abell 193 apuntan a una distribución de la densidad radial diferente de ambos tipos, con un perfil de densidad de las elípticas muy estrecho mientras que las lenticulares presentan un perfil más plano y una caída de la densidad local con el radio más suave.

También es interesante analizar si existe alguna variación en la luminosidad media por galaxia. El resultado que se observa es que en la mayoría de los casos la luminosidad media por galaxias disminuye. En las elípticas este resultado queda enmascarado por la presencia de la galaxias más brillante del cúmulo. Si se elimina ésta de los cálculos (círculos de menor tamaño) la luminosidad media por galaxias cae en la mayoría de los casos a niveles comparables o menores a las luminosidades medias de los otros dos tipos morfológicos.

Por lo tanto, se ha comprobado que el dominio de las elípticas en las regiones centrales de los cúmulos es algo generalizado pero no universal. Además, el aumento en la densidad de elípticas suele ir acompañado por una disminución de la luminosidad promedio de las galaxias, es decir hay más galaxias pero son menos luminosas. Esta caída de la luminosidad media de las galaxias puede estar relacionada con la presencia de la galaxias más brillante en el centro de los cúmulos. Se da el hecho de que los dos cúmulos con las galaxias centrales más brillantes de la muestra (Abell 193 y Abell 2589) también presentan las luminosidades promedio más bajas de las galaxias elípticas de en sus regiones centrales. Un escenario evolutivo capaz de explicar este fenómeno es aquél en el que la galaxia más brillante se hubiese formado a partir de galaxias también brillantes del cúmulo que habrían caído antes al centro del cúmulo por su mayor fricción dinámica. Al ser poco numerosas (recordemos la caída en la Función de Luminosidad a altas luminosidades), la densidad numérica estaría dominada por las galaxias débiles y apenas se vería afectada por este "canibalismo galáctico". Sin embargo, la luminosidad de la galaxia central aumentaría al mismo tiempo que la luminosidad media caería bruscamente. Un inconveniente de esta hipótesis es que



en estos dos cúmulos, la caída en la luminosidad media sólo la muestran las galaxias elípticas, mientras que espirales y lenticulares la mantienen o incluso la ven aumentada. Sin embargo, no sería de extrañar un aumento en la tasa de formación estelar de estas galaxias (bastaría con que se diese en las más brillantes para que el efecto sobre la luminosidad media fuese el requerido) como consecuencia de la interacción con el medio más denso o incluso inducida por la fuerza de marea de la galaxia central.

## 7.4. Dependencias con la Densidad Local

La influencia del medio ambiente que rodea a las galaxias es determinante en su formación, evolución y, por lo tanto, en las propiedades que presentan (ver la revisión hecha por Irwin, 1995). Dentro de los cúmulos de galaxias, el aspecto que más atención ha centrado respecto a su relación con el medio local en el que se encuentran las galaxias es la morfología de éstas. Estudiando la morfología de más de 6000 galaxias en 55 cúmulos, Dressler (1980b) encontró que existía una relación entre la proporción de tipos morfológicos de una región del espacio y la densidad local proyectada de la misma, en lo que se conoce como Relación Morfología-Densidad (desde ahora, RMD). Además esta relación también la mostraban cúmulos irregulares en los que la determinación del centro del mismo conlleva serios problemas. Ya desde tiempos de Hubble (Hubble & Humason, 1931) se conocía el hecho de que en los cúmulos de galaxias la proporción de galaxias de tipos tempranos respecto a las galaxias de tipos más tardíos era mayor que la observada en la población de campo. El avance introducido por Dressler respecto a los trabajos anteriores consistió en considerar que el factor determinante en esa variación en las poblaciones galácticas era la densidad local y no otros factores como podría ser la distancia al centro del cúmulo. Sin embargo, Whitmore, Gilmore & Jones (1993) siguen defendiendo la mayor relevancia de éste último factor respecto a la densidad local.

Como ya se vio en la primera sección de este capítulo, la determinación de la densidad local de galaxias no es una tarea sencilla debido al carácter discreto de las galaxias y a los problemas derivados de las galaxias proyectadas cuando se tienen en cuenta galaxias con brillos aparentes cada vez más bajos. Para minimizar los efectos de éstas últimas se introdujo un corte en magnitud absoluta de  $M_V = -18$  y se excluyeron las galaxias más rojas ( $\Delta_{(B-V)} > 0.2$ ). A diferencia de lo que ocurría a la hora de estudiar la Función de Luminosidad, en esta ocasión sí tiene sentido eliminar las galaxias más rojas ya que al tratarse generalmente de galaxias de cúmulos proyectados dan lugar a regiones de alta densidad local espurias. Como medida de la densidad local se utilizó el área que contenía las 10 galaxias más próximas.

La Figura 7.8 presenta la distribución de densidades locales de las galaxias del Catálogo Morfológico en función de la luminosidad. Con diferentes símbolos se han representado las galaxias de los diversos tipos morfológicos. La línea punteada representa la densidad promedio del conjunto de galaxias en cada campo. Lo que se observa es que existen dos poblaciones diferentes en función de la densidad local en la que se encuentran. Hay una población de galaxias situadas en regiones de densidad similar a la que tendría una distribución uniforme de galaxias. Esta población corresponde a las galaxias que caen más cerca de la línea punteada. Junto a ésta hay una población de galaxias situadas en regiones de mayor densidad local. Éstas corresponden a las de las regiones más densas del cúmulo. La distinción entre ambas poblaciones en estos diagramas depende de lo compacto que sea el núcleo del cúmulo y de la riqueza del mismo. Cuanto más compacto mayor es la separación vertical en esta gráfica (p.e., Abell 2593) pero si el cúmulo es muy rico habrá un mayor número de galaxias del cúmulo que por estar en las regiones más externas del mismo presentarán densidades locales parecidas a las de una población uniforme

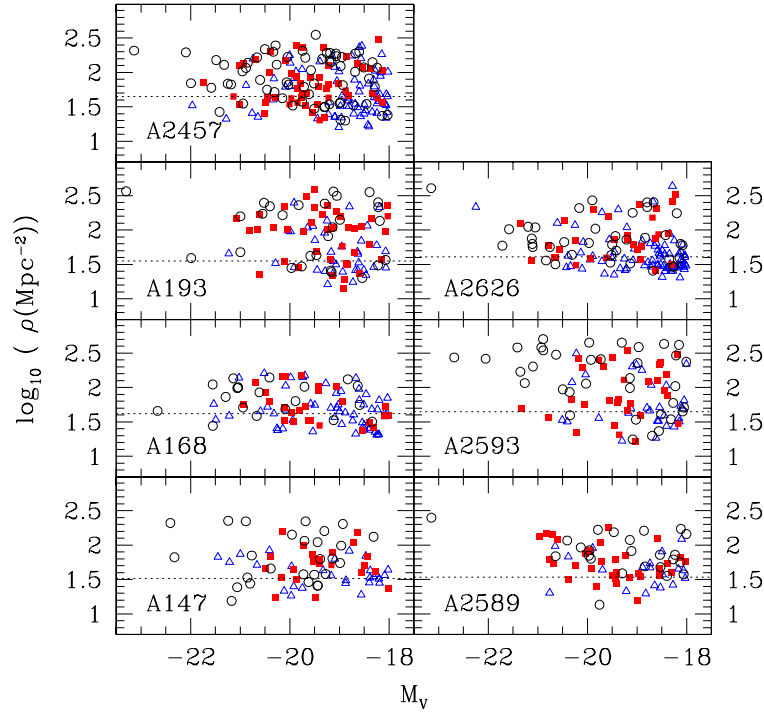


Figura 7.8: Diagrama Luminosidad-Densidad local. La línea punteada indica la densidad promedio.

confundiéndose con ésta (p.e. Abell 2457). También se comprueba como las galaxias más brillantes de los cúmulos tienden a estar en las regiones de mayor densidad local. La única excepción es la galaxias más brillante de Abell 168 cuya densidad local es compatible con una población uniforme. Abell 147 también llama la atención por tener su segunda galaxias más brillante en una zona de densidad intermedia, aunque hay que recordar que esta galaxia es muy probablemente una galaxias con un núcleo activo.

Aunque estos diagramas ya permiten apreciar la preponderancia de las galaxias elípticas en las regiones de mayor densidad, se construyeron las distribuciones (no normalizadas) de las densidades locales de las galaxias de cada campo, distinguiendo por tipos morfológicos. El resultado se muestra en la Figura 7.9. De nuevo, la línea punteada indica la densidad promedio de cada campo. La diferente distribución de los tres tipos morfológicos respecto a la densidad local queda patente en estos diagramas. Mientras que las galaxias espirales suelen encontrarse básicamente en regiones de baja densidad, las galaxias elípticas suelen encontrarse en regiones de máxima densidad local. El comportamiento de las lenticulares es intermedio. En la mayoría de los casos los tres tipos muestran distribuciones bimodales con los máximos situados en posiciones similares pero con relaciones entre ambos máximos diferentes en función del tipo morfológico. Así, mientras en las espirales el máximo absoluto corresponde a galaxias en regiones de baja densidad, en las elípticas ocurre todo lo contrario. Sólo en Abell 2626 el máximo de la distribución de elípticas también está situado claramente en la zona de baja densidad. La comparación entre ambos máximos para los diferentes tipos morfológicos y los diferentes campos se encuentra con la dificultad introducida por las galaxias proyectadas, especialmente por el hecho de que un mismo corte en magnitud absoluta para todos los campos implica diferentes cortes un magnitud

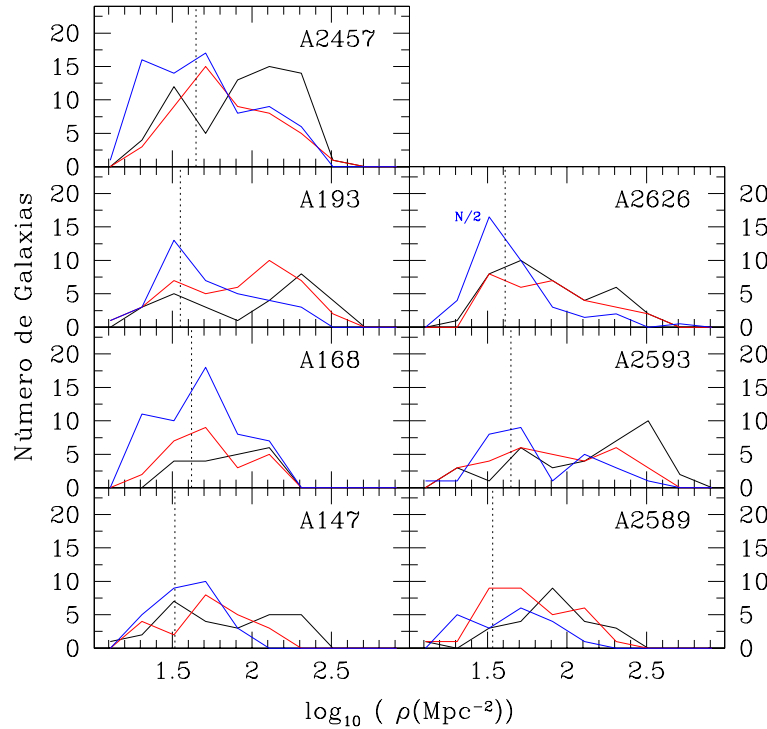


Figura 7.9: Distribución de la densidad local en la que se encuentran las galaxias, por tipos morfológicos. La línea vertical indica el valor de la densidad media. Los valores de la distribución de espirales de A2626 están divididos por 2 para adecuarse a la misma escala que el resto de distribuciones.

relativa que es la que determina el grado de contaminación por galaxias de fondo.

Por último, se analiza la relación Morfología-Densidad entendida como la variación de la proporción de los distintos tipos morfológicos en función de la densidad local de galaxias. Este análisis se diferencia del llevado a cabo en el apartado 7.2.4 en que en aquella ocasión la densidad se medía sólo para un tipo morfológico, ya que lo que interesaba entonces era comparar el grado de agrupamiento de los diferentes tipos morfológicos. Por el contrario, ahora el interés se centra en ver si existe alguna relación entre la densidad total de una región del espacio y el contenido en tipos morfológicos.

Para este análisis se computó la proporción de cada tipo morfológico en grupos de galaxias situadas en regiones de densidad local similar (Figura 7.10). Como referencia se ha indicado con una línea vertical la densidad promedio de cada campo. Dos fenómenos se repiten casi invariablemente en todos los campos. Las galaxias elípticas dominan en las regiones más densas mientras que son las espirales las que son mayoría en las regiones más despobladas. Esta es una evidencia más de la existencia de una relación entre la densidad local y el tipo morfológico dominante. Ahora bien, la forma en la que se produce la transición de una situación a la extrema, es muy variable entre los diferentes campos. Tres de ellos muestran variaciones suaves de las proporciones en las regiones con densidades por encima del promedio (Abell 168, Abell 2457 y Abell 2626). El resto muestra aumentos bruscos en la proporción de elípticas al aumentar la densidad local. Generalmente, este aumento está acompañado por una disminución muy acusada de la proporción de espirales. La proporción de lenticulares comienza a descender a densidades

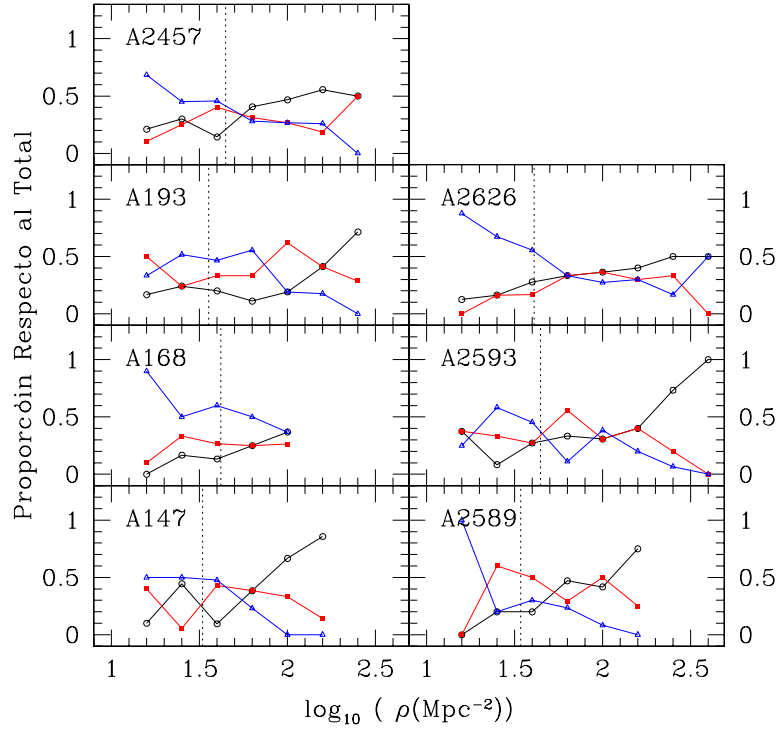


Figura 7.10: Relación Morfología-Densidad. La línea negra representa a las elípticas, la roja a las lenticulares y la azul a las espirales. La línea vertical punteada indicada la densidad promedio utilizada como referencia para obtener el conjunto de galaxias que serviría para obtener las medidas de densidad local.

locales mayores que las espirales. Sin embargo, dos ejemplos apuntan también a una conexión entre las poblaciones de estos dos tipos morfológicos. El primero se da en Abell 193 ( $\log_{10} \rho \sim 2$ ) y el segundo en Abell 2593 ( $\log_{10} \rho \sim 1.8$ ). En ambos casos se da un aumento puntual de la proporción de lenticulares con una disminución similar de la proporción de espirales, mientras que las elípticas apenas cambian su tendencia.

La conclusión que se extrae es que según aumenta la densidad local de galaxias, aumenta la proporción de elípticas y disminuye la proporción de galaxias con disco. Sin embargo, la caída en la proporción de lenticulares es menos acusada, dándose las caídas más bruscas a densidades locales más altas que en el caso de las galaxias espirales.

## 7.5. Resumen y Conclusiones

A lo largo de este capítulo se ha estudiado la distribución espacial de las galaxias en los cúmulos de la muestra y la influencia tanto de la posición como de la densidad local en la composición de las poblaciones galácticas. Para ello se ha introducido una definición de la densidad local alternativa a la más habitual. La diferencia fundamental entre ambas está en el procedimiento para calcularlas. Mientras que el método convencional cuenta el número de galaxias dentro de un área prefijada, el método propuesto calcula el área que contiene un número de galaxias también prefijado. Aunque este procedimiento fue ya utilizado por Dressler (1980b) para su estudio de la relación Morfología-Densidad, en esta Tesis se ha extendido al estudio de la distribución de

galaxias, tal y como lo habían hecho previamente Trevese et al. (1992). La ventaja principal de esta forma práctica de calcular la densidad local es que los valores de esta siguen una distribución continua en todo el campo.

En primer lugar, se estudio la distribución de las galaxias en el plano proyectado. Se ha encontrado que las galaxias tienden a mostrar una concentración en la región central y que esta es más nítida cuanto más temprano es el tipo morfológico de las galaxias que se analizan. Sin embargo, la presencia de subestructuras o de distribuciones asimétricas es habitual, incluso dentro del conjunto de galaxias elípticas.

También se ha visto la utilidad práctica de este tipo de mapas de densidad para localizar grupos o cúmulos proyectados. Éstos quedan delatados fundamentalmente por aparecer como regiones de alta densidad de galaxias rojas ( $\Delta_{(B-V)} > 0.2$ ) y generalmente débiles.

Previo al estudio de las distribuciones radiales fue necesario definir o establecer el centro del cúmulo. De los tres métodos expuestos (posición de la BCG, picos de densidad local y máximos de emisión en rayos) se concluyó que el más fiable era la localización del centro de la galaxia más brillante. Ahora bien, es conveniente contrastar los tres métodos ya que puede darse un caso similar al de Abell 168 en el que un más que probable proceso de *merging*, hace que ni la galaxia más brillante ni el máximo en rayos X coincidan con los picos de distribución de las galaxias. Teniendo en cuenta que es precisamente la distribución radial de las galaxias lo que quiere analizarse, no interesa situar el centro del cúmulo en un punto que claramente se aleja del centro de la distribución de galaxias, más aún cuando existen indicios de que tanto la posición de la BCG como el máximo de rayos X no cumplan los requisitos para determinar el pozo de potencial.

Del estudio de la distribución radial de las galaxias las principales conclusiones que se extraen son:

- Por regla general, la densidad de galaxias de los tres tipos morfológicos aumenta al disminuir la densidad cumulocéntrica. Este aumento es más significativo en las galaxias elípticas y menos en el de las espirales, que pueden incluso mostrar caídas como en el caso de Abell 147.
- Relacionado con el punto anterior, la proporción de galaxias elípticas también aumenta hacia el centro de los cúmulos, con la única excepción de Abell 168.
- Tres cúmulos presentan anillos de dominio de galaxias lenticulares a distancias cumulocéntricas de 200-300 Kpc. Será interesante ver si este comportamiento se repite en un mayor número de cúmulos, lo que podría indicar la existencia de una familia de cúmulos, quizás con historias evolutivas similares.
- Por último, se observa una disminución de la luminosidad media de las galaxias elípticas hacia las regiones centrales. Para poder ver este fenómeno es necesario eliminar del análisis a las galaxias más brillantes de los cúmulos.

Finalmente, se entra a discutir la influencia de la densidad local tanto en la luminosidad de las galaxias como en su morfología. Se observa que las galaxias de tipos tempranos se distribuyen en regiones de densidad próxima al promedio y en regiones de densidad más alta mientras que las espirales se sitúan preferentemente en zonas de densidad baja o intermedia, sin apenas presencia en las regiones de densidad más elevada. Esto se refleja en una relación entre la morfología el tipo morfológico dominante en una región y la densidad local de la dicha región, aumentando la proporción de elípticas al aumentar la densidad local. Dicho aumento se produce básicamente

por una disminución de la población de espirales que al ir aumentando la densidad local es acompañada por una disminución también de las galaxias lenticulares.

## Bibliografía

- Abell, G. O. 1965, ARA&A, 3, 1
- Ascasibar, Y. 2003, Tesis Doctoral, Universidad Autónoma de Madrid
- Binggeli, B., Tammann, G. A. & Sandage, A. 1987, AJ, 94, 251
- Bird, C. M. 1994, AJ, 107, 1637
- Bird, C. M. 1995, ApJ, 445, L81
- Bird, C. M., Davis, D. S. & Beers, T. C. 1995, AJ, 109, 920
- Cole, S. 1991, ApJ, 367, 45
- Dressler, A. 1980, ApJ, 236, 351
- Edwards, S. A., Colless, M., Bridges, T. J., Carter, D., Mobasher, B., & Poggianti, B. M. 2002, ApJ, 567, 178
- Einasto, M. & Einasto, J. 1987, MNRAS, 226, 543
- Escalera, E., Slezak, E. & Mazure, A. 1992, A&A, 264, 379
- Fitchett, M. & Webster, R. 1987, ApJ, 317, 653
- Hausman, M. A. & Ostriker, J. P. 1978, ApJ, 224, 320
- Hickson, P. 1977, ApJ, 217, 16
- Hubble, E. & Humason, M. L. 1931, ApJ, 74, 43
- Irwin, J. A. 1995, PASP, 107, 715
- Kauffmann, G., Colberg, J. M., Diaferio, A., & White, S. D. M. 1999, MNRAS, 307, 529
- Lacey, C. & Silk, J. 1991, ApJ, 381, 14
- Liske, J., Lemon, D. J., Driver, S. P., Cross, N. J. G., & Couch, W. J. 2003, MNRAS, 344, 307
- Mellier, Y., Mathez, G., Mazure, A., Chauvineau, B. & Proust, D. 1988, A&A, 199, 67
- Ostriker, J. P. & Thuan, T. X. 1975, ApJ, 202, 353
- Ostriker, J. P. & Hausman, M. A. 1977, ApJ, 217, L125
- Postman, M. & Geller, M. J. 1984, ApJ, 281, 95
- Rood, H. J. & Sastry, G. N. 1972, AJ, 77, 451
- Springel, V., White, S. D. M., Tormen, G., & Kauffmann, G. 2001, MNRAS, 328, 726
- Tomita, A., Nakamura, F. E., Takata, T., Nakanishi, K., Takeuchi, T., Ohta, K. & Yamada, T. 1996, AJ, 111, 42
- Trevese, D., Flin, P., Migliori, L., Hickson, P. & Pittella, G. 1992, A&AS, 94, 327
- West, M. J., Jones, C. & Forman, W. 1995, ApJ, 451, L5
- White, S. D. M. & Rees, M. J. 1978, MNRAS, 183, 341
- White, S. D. M. & Frenk, C. S. 1991, ApJ, 379, 52
- Whitmore, B. C. & Gilmore, D. M. 1991, ApJ, 367, 64
- Whitmore, B. C., Gilmore, D. M. & Jones, C. 1993, ApJ, 407, 489
- Zwicky, F. 1937, ApJ, 86, 217
-

## Parte III

# CONCLUSIONES FINALES



## Capítulo 8

# Conclusiones Finales

## 8.1. Conclusiones Finales

A lo largo de ésta Tesis se ha realizado un recorrido por los aspectos fundamentales del estudio de Cúmulos de Galaxias. Se partió desde el punto de vista observacional, describiendo los métodos de calibración fotométrica, de obtención de medidas y generación de los catálogos finales. Una vez obtenidos éstos se llevó a cabo un análisis de las principales cuestiones relacionadas con los Cúmulos de Galaxias y su población de galaxias: Clasificación Morfológica y Distribución de Tipo Morfológicos, Función de Luminosidad, Relación Color-Magnitud, Fotometría Superficial y Parámetros Efectivos y, finalmente, Distribución Espacial, incluyendo la Relación Morfología-Densidad.

A continuación se sintetizan las principales conclusiones que se han ido derivando a lo largo de la elaboración de esta Tesis. Por la variedad de los temas tratados, estas conclusiones se han agrupado siguiendo el mismo esquema que la Tesis.

Por consiguiente, las principales conclusiones de este trabajo son:

**Observaciones** La gran cantidad y calidad de los datos del proyecto *WINGS*, hacen imprescindible el uso de sistema automáticos. Sin embargo, existen problemas puntuales que hacen necesario todavía la intervención manual. De éstos cabe destacar:

- La fotometría de los objetos extensos. Los objetos extremadamente extensos (galaxias centrales de los cúmulos y halos de estrellas brillantes) no son tratados adecuadamente por los sistemas automáticos, afectando a la fotometría tanto de dichos objetos como de los más próximos. La solución que se propone consiste en la extracción de modelos de isofotas elípticas de los halos más extensos de un campo. El resultado final es bastante satisfactorio gracias al alto grado de simetría radial de las regiones que se tratan.
- La separación entre estrellas y galaxias débiles. Las imágenes tomadas con cámaras de gran campo suelen sufrir de variaciones espaciales de la *FWHM* estelar que sirve como parámetro fundamental en los sistemas automáticos de separación entre estrellas y galaxias. Sin embargo, SExtractor carece de la flexibilidad necesaria para tener en cuenta esta variación espacial de la *FWHM*, lo que requiere una comprobación adicional de la separación estrella-galaxia.
- Clasificación morfológica. Aunque tratada en un capítulo posterior, la clasificación morfológica de las galaxias es otro aspecto cuya automatización aún no se ha alcanzado de manera satisfactoria, de ahí la necesidad de llevarla a cabo de manera visual. Además hay que tener en cuenta que cualquier clasificación automática necesita de una referencia que la relacione con la clasificación original, lo que supuso una motivación añadida para hacer tal clasificación visual. Sin embargo, debido al alto grado de subjetividad de la misma, las comparaciones con otras clasificaciones suelen dar lugar a diferencias acusadas, especialmente en lo que se refiere a la clasificación de las galaxias lenticulares. Es por ello que al comparar la clasificación morfológica de galaxias comunes con Dressler (1980a), se observa una desviación sistemática relacionada con las galaxias S0. En concreto, dicho autor clasifica como lenticulares una proporción mayor de galaxias, lo cual hay que tenerlo en cuenta a la hora de comparar resultados de trabajos apoyados en una u otra clasificación.

**Poblaciones Galácticas** Respecto a las poblaciones galácticas los principales resultados son los siguientes:

- Si se utiliza el tipo dominante dentro de las galaxias más brillantes ( $M_V \leq -19.5$ ) y más próximas al centro del cúmulo ( $R < 500 \text{ Kpc}$ ) como criterio de clasificación, la muestra que aquí se presenta puede dividirse en 3 grupos:
  - Cúmulos ricos en elípticas: Abell 147, Abell 2457, Abell 2593 y Abell 2626.
  - Cúmulos ricos en lenticulares: Abell 193 y Abell 2589.
  - Cúmulos ricos en espirales: Abell 168.
- La comparación con cúmulos a  $z$  intermedio ( $0.1 < z < 0.2$ ) no apoya la hipótesis evolutiva si se considera general en todos los tipos de cúmulos. Sin embargo, no excluye la posibilidad de que existan 2 o más familias de cúmulos con evoluciones morfológicas diferenciadas. En principio, la proporción de espirales y lenticulares a  $z \sim 0.04$  es compatible con los valores observados hasta  $z \sim 0.2$ . A valores más altos de  $z$ , los resultados de Fasano et al. (2000) muestran una caída de la proporción de lenticulares y un aumento de la proporción de espirales y elípticas. El comportamiento de las proporciones de las galaxias con disco es llamativo ya que las proporciones de lenticulares caen por debajo de los valores obtenidos en esta Tesis, mientras que para las espirales ocurre lo contrario, es decir, la proporción de espirales en los cúmulos a  $z > 0.2$  es mayor que la encontrada en los cúmulos próximos (exceptuando Abell 168).

**Función de Luminosidad** Desde el punto de vista práctico del estudio de la Función de Luminosidad caben destacar los siguientes puntos:

- El análisis de la población de fondo. Se comprobó que el método más adecuado consiste en eliminar cuentas en campos vacíos, ya que el uso del índice de color y la relación Color-Magnitud lleva a una substracción sesgada hacia las galaxias de tipos más tempranos. La falta de campos vacíos observados dentro del proyecto *WINGS* se pudo suplir con los datos del proyecto “Millenium Galaxy Catalogue” (Liske et al., 2003).
- Mediante simulaciones se encontró que la precisión de los ajustes a funciones analíticas (Schechter) están limitados por el reducido número de galaxias, sobre todo a altas luminosidades.

En cuanto a los resultados más importantes, cabe mencionar los siguientes:

- Los valores de la pendiente a baja luminosidad de los ajustes a una función de Schechter ( $\alpha$ ) se dan un rango que incluye cúmulos con pendiente negativa ( $\alpha < -1$ ), plana ( $\alpha \sim -1$ ) y un caso con una pendiente claramente positiva ( $\alpha > -1$ ). Esto contradice la idea de una FL universal para los cúmulos de galaxias.
- Sin embargo, por tipos morfológicos, los resultados de esta Tesis no contradicen la universalidad de la FL para cada uno de ellos. Sólo se dan tres casos discrepantes, uno en cada tipo morfológico producido en cada ocasión por un cúmulo diferente. Llegar a encontrar explicaciones satisfactorios que sean capaces de dar cuenta de estos casos particulares supondría un paso más en apoyo de la existencia de FL universales para cada tipo morfológico pero diferentes entre sí.
- Por último, los datos apuntan a una relación entre la luminosidad de la galaxia más brillante de cada cúmulo (BCG) con la forma de la FL (representada por una función de Schechter), teniendo en cuenta que las primeras se excluyeron de los ajustes. Esta relación no es simple. A luminosidades relativamente bajas de las BCG ( $M_V > -23$ ),

se observa una correlación positiva entre la magnitud de esta galaxia y la magnitud característica de la FL ( $M^*$ ). Por el contrario, las BCG más brillantes de la muestra ( $M_V \sim -23$ ) tienen luminosidades muy próximas entre sí ( $\Delta m \sim 0.05$ ) a pesar de presentar valores de  $M^*$  en un rango superior a una magnitud.

**Relación Color-Magnitud** Tras describir un método para el cálculo de la posición de la RCM independiente de la morfología de las galaxias y de su luminosidad, se analizaron las distribuciones de  $\Delta_{(B-V)} = (B - V) - (B - V)_{RCM}$ . Los resultados más destacados que se encuentran son:

- La posición de la RCM apenas varía con la luminosidad de las galaxias. Las desviaciones que se observan a baja luminosidad en algunos campos se pueden explicar por variaciones en los colores de la población de fondo.
- Tampoco se observan diferencias significativas en la posición de la relación para galaxias de distintos tipos morfológicos. De especial relevancia tiene el hecho de que las galaxias espirales presenten la misma RCM que las galaxias de tipos más tempranos. La única diferencia clara con éstos es la presencia de una cola en la distribución de  $\Delta_{(B-V)}$  hacia colores más azules que la RCM, consecuencia de la contaminación del disco en las medidas del índice de color.
- 5 de las 7 BCGs presentan colores más azules que los que les correspondería de seguir la RCM. Si esto es debido al uso de una apertura lineal fija y no una apertura normalizada por el tamaño efectivo, este resultado implicaría que dichas BCG tienen gradientes de color en sentido inverso al resto de galaxias elípticas, es decir, son más azules en regiones más internas. Este resultado coincide con los presentados por McNamara & O'Connell (1992).

**Plano  $\langle \mu \rangle_e - \log R_e$ .** Gracias al desarrollo del *software* denominado *GASPHOT* (Pignatelli & Fasano, 1999), se tuvo acceso a la fotometría superficial de las galaxias más brillantes de cada campo. Los resultados más interesantes que se obtienen del análisis de esos datos son:

- Se verifica que existe una relación entre la luminosidad de las galaxias y los valores de los parámetros efectivos ( $\mu_e$ ,  $\log R_e$ ), en el sentido de que las galaxias más luminosas tienden ser de mayor tamaño y más brillantes. Al analizar los datos del plano  $M_V - \mu_e$  se comprueba que el cambio en la relación de estos dos parámetros que encuentran (Binggeli, Sandage & Tarenghi, 1984) es debido a la combinación de un posible sesgo observacional con otros de carácter físico. Por un lado, no se observan galaxias de gran tamaño, bajo brillo superficial y luminosidad intermedia o baja. Esto puede deberse a un problema observacional por las dificultades de detectar y analizar correctamente galaxias con emisiones próximas al ruido del cielo en una gran proporción de su área. Sin embargo, no sería extraño que esto fuese el resultado de la baja probabilidad de que una galaxia con esas características sobreviviese en las condiciones propias de un cúmulo de galaxias. A esto hay que añadir que si las galaxias están contenidas dentro del PF, entonces presentan una cota superior en su dispersión interna de velocidades ( $\sigma_v > 300 \text{ km s}^{-1}$ ). La combinación de ambos efectos da lugar a la relación que obtuvieron Binggeli y colaboradores dentro del conjunto más brillante de galaxias.

- *GASPOT* realiza ajustes mediante una función de Sérsic, la cual tiene un tercer parámetro de forma,  $n$ , que da una idea de la concentración de luz del perfil. Se ha considerado que este parámetro puede utilizarse en sistemas de clasificación morfológica ya que, variando el valor de  $n$ , se pueden reproducir los perfiles típicos de las galaxias espirales ( $n = 1$ ) y los de las galaxias elípticas ( $n = 4$ ). Sin embargo, existen complicaciones en relación a este uso del parámetro  $n$ :
  - Es dependiente de la luminosidad.
  - Salvo en condiciones muy particulares, no hay ningún tipo morfológico realmente dominante en rangos concreto de  $n$ .
  - La aproximación de los perfiles de brillo de las galaxias elípticas por perfiles de de Vaucouleurs ( $n = 4$ ), es adecuada sólo en el conjunto de galaxias más brillantes ( $M_V < -21$ ).
- Se ha podido comprobar que la relación de Kormendy se puede reproducir si se considera que las galaxias más brillantes se localizan en el mismo Plano Fundamental definido por galaxias de luminosidades más bajas y que existe una cota máxima para la dispersión interna de velocidades. Con estas dos premisas se puede verificar que las galaxias tienden a ocupar la región del plano  $\mu_e - \log R_e$  que comúnmente se relaciona con la Relación de Kormendy.

**Distribución Espacial** El estudio de la distribución espacial de las galaxias en los cúmulos se ve favorecido por el uso de un método que permite obtener mapas de densidad local en los que esta variable toma valores en un rango continuo en todo el campo. Gracias a él se han obtenido los siguiente resultados:

- La concentración de galaxias hacia las regiones centrales aumenta con los tipos morfológicos más tempranos.
- La presencia de subestructuras es habitual y aumenta al disminuir la luminosidad de las galaxias y al tratar con galaxias de tipos más tardíos. Sin embargo, este resultado es necesario tomarlo con cautela ya que falta la información espectroscópica que verifique que dichas subestructuras pertenecen realmente a los cúmulos. Para esto último se han probado realmente útiles los mapas en función del índice de color, lo que permite detectar con bastante fiabilidad la presencia de grupos de galaxias proyectados (aquellos con  $\Delta_{(B-V)}$  más elevado).

Otros resultados destacables son:

- Los perfiles de densidad radiales reproducen fenómenos ya conocidos como el aumento de densidad de las galaxias de tipos más tempranos en las regiones más internas.
- Se observa una disminución en la luminosidad media por galaxia hacia el centro de los cúmulos. Esta se da principalmente al considerar las galaxias elípticas. Para poder apreciar este fenómeno es necesario excluir las BCG del análisis. Esta disminución de la luminosidad media por galaxia estaría de acuerdo con lo que se esperaría de un escenario en el que las galaxias más brillantes del cúmulo caerían más rápido a las regiones centrales fundiéndose en una única galaxia extremadamente brillante (la BCG). Sin embargo, esta hipótesis no es capaz de explicar que no se observe una reducción similar en las luminosidades medias por galaxia de los otros dos tipos morfológicos.

- Finalmente, se analiza la influencia de la densidad local sobre la distribución de tipos morfológicos. Se reproduce la relación Morfología-Densidad encontrada por Dressler (1980b), con un aumento de la proporción de elípticas al aumentar la densidad local. En regiones de densidad baja o intermedia este aumento viene acompañado por un descenso en la proporción de espirales. Son necesarias densidad superficiales elevadas para que la proporción de lenticulares también comience a descender.

Por último, una conclusión que se extrae del trabajo visto globalmente es la gran variedad que se ha encontrado en una muestra tan reducida como la aquí estudiada. Esto tiene dos lecturas posibles. Una primera, según la cual puede ser un efecto estadístico por el reducido número de elementos de la muestra. La otra apuntaría a que esta diversidad es un reflejo de la verdadera diversidad que existe dentro de los cúmulos de galaxias. Éste es uno de los puntos que quedarán resueltos una vez se complete el trabajo dentro del proyecto *WINGS*. Recordemos que uno de los intereses centrales de dicho proyecto es determinar la varianza intrínseca de los parámetros que describen a los cúmulos de galaxias, la cual hay que tenerla en cuenta a la hora de comparar conjuntos de cúmulos a distinto *redshift*, si se quieren desligar los efectos evolutivos puros, de la dispersión intrínseca que presentan las propiedades de los cúmulos y que pueden deberse a factores diferentes de los meramente evolutivos.

## Parte IV

## APÉNDICES

## Apéndice A. Imágenes de los Cúmulos



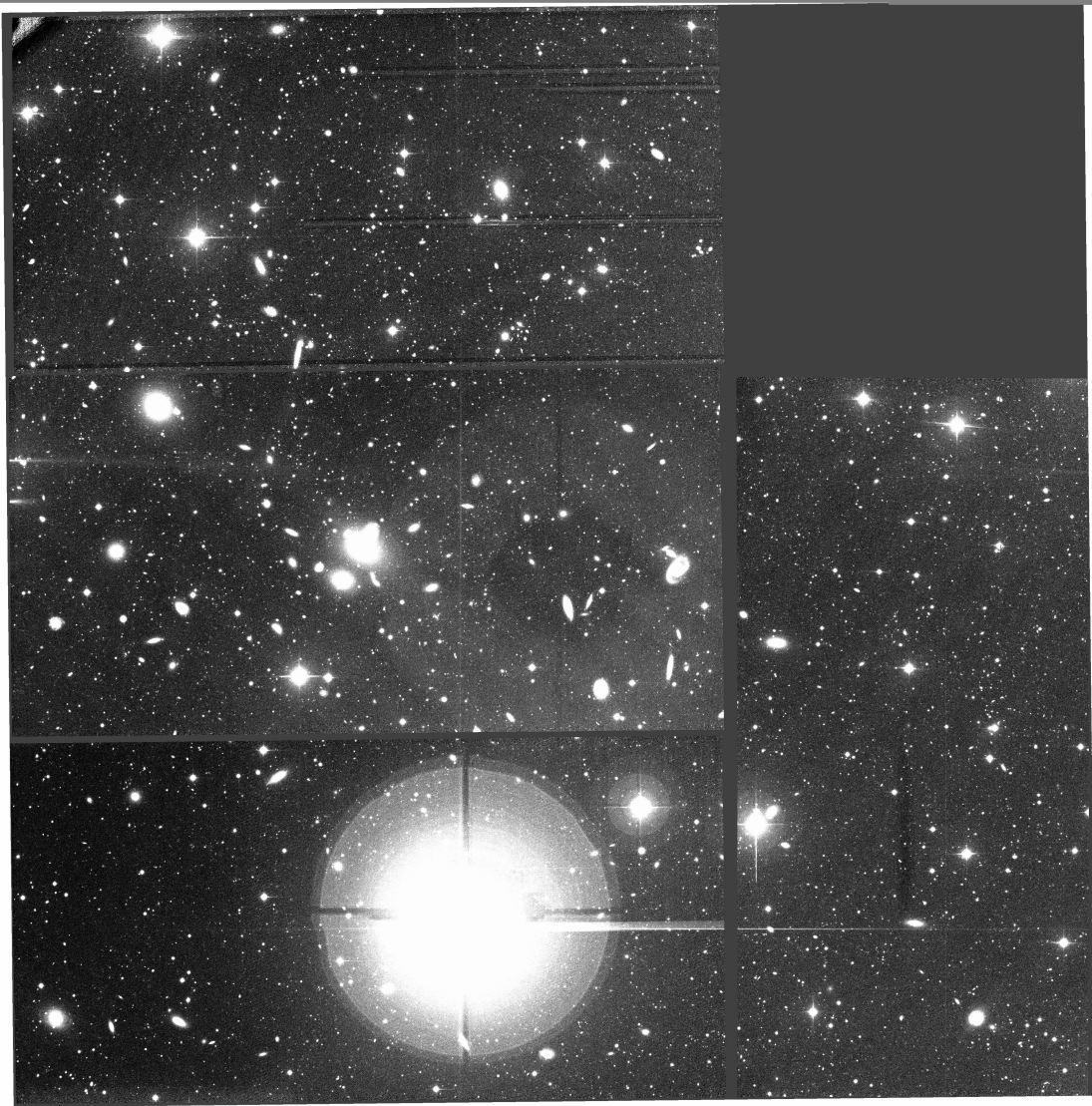


Figura 8.1: Imagen en banda V del campo A147. Norte hacia arriba y Este a la izquierda.

---

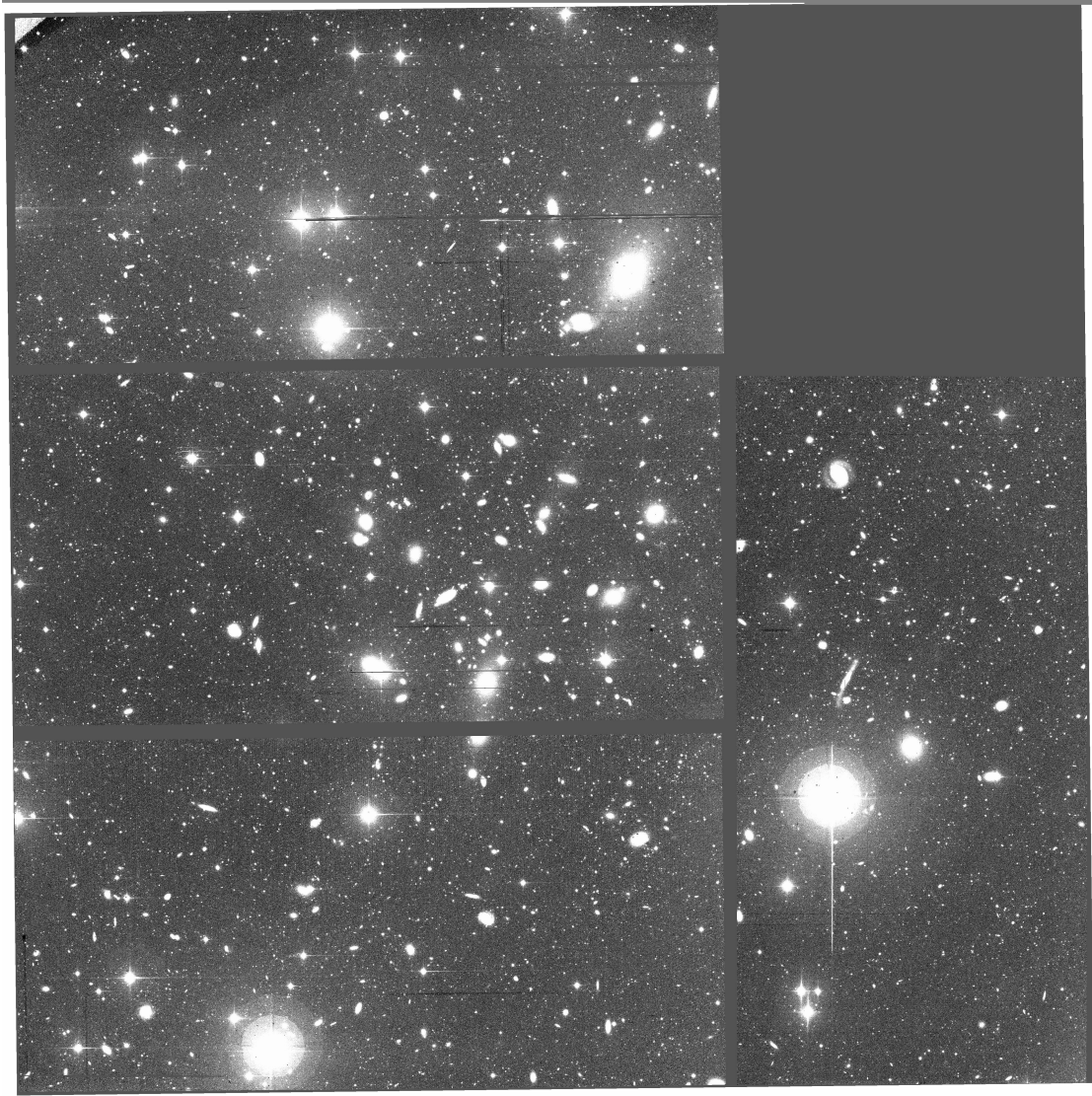


Figura 8.2: Imagen en banda V del campo A168. Norte hacia arriba y Este a la izquierda.



Figura 8.3: Imagen en banda V del campo A193. Norte hacia arriba y Este a la izquierda.

---

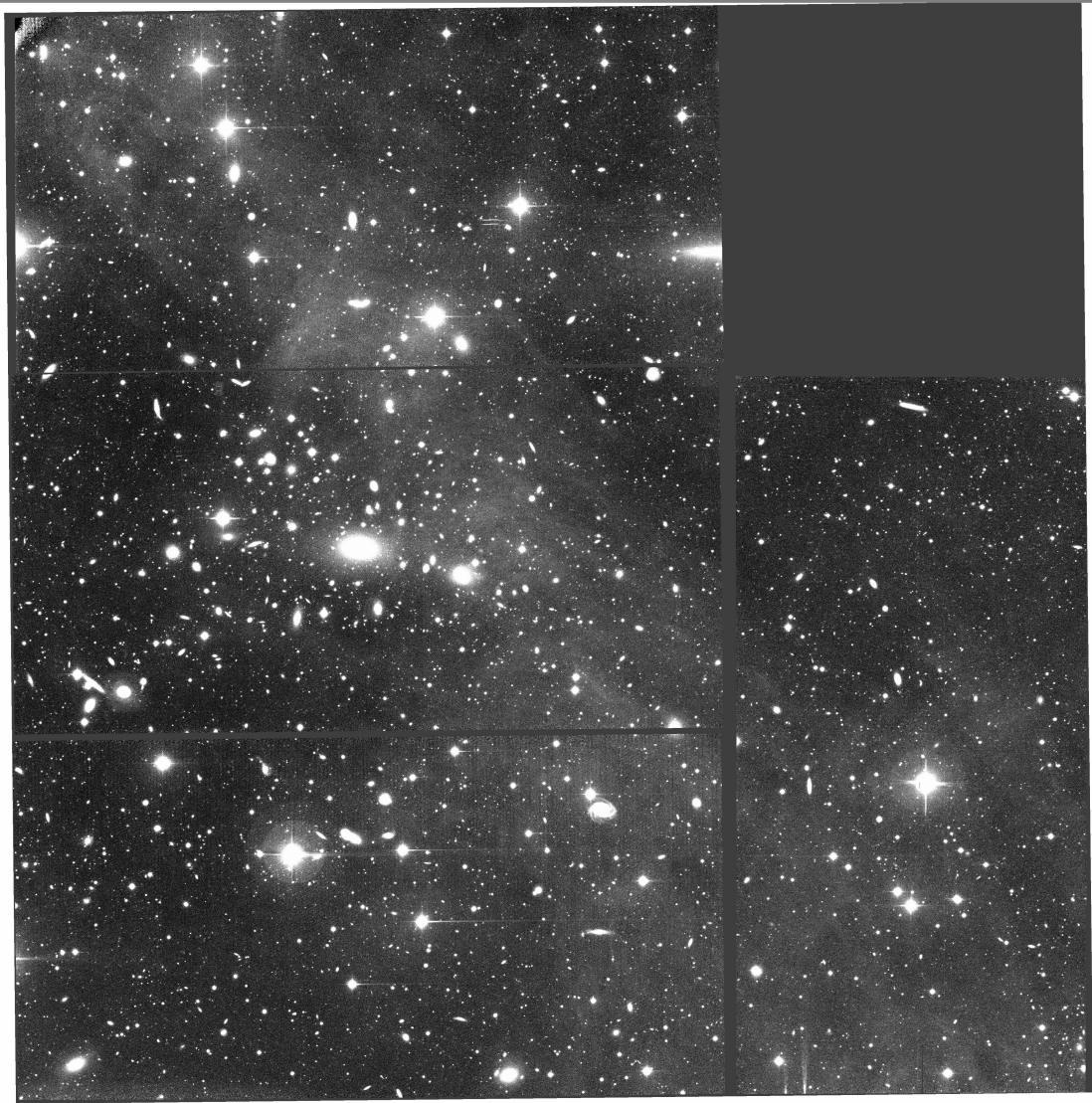


Figura 8.4: Imagen en banda V del campo A2457. Norte hacia arriba y Este a la izquierda.

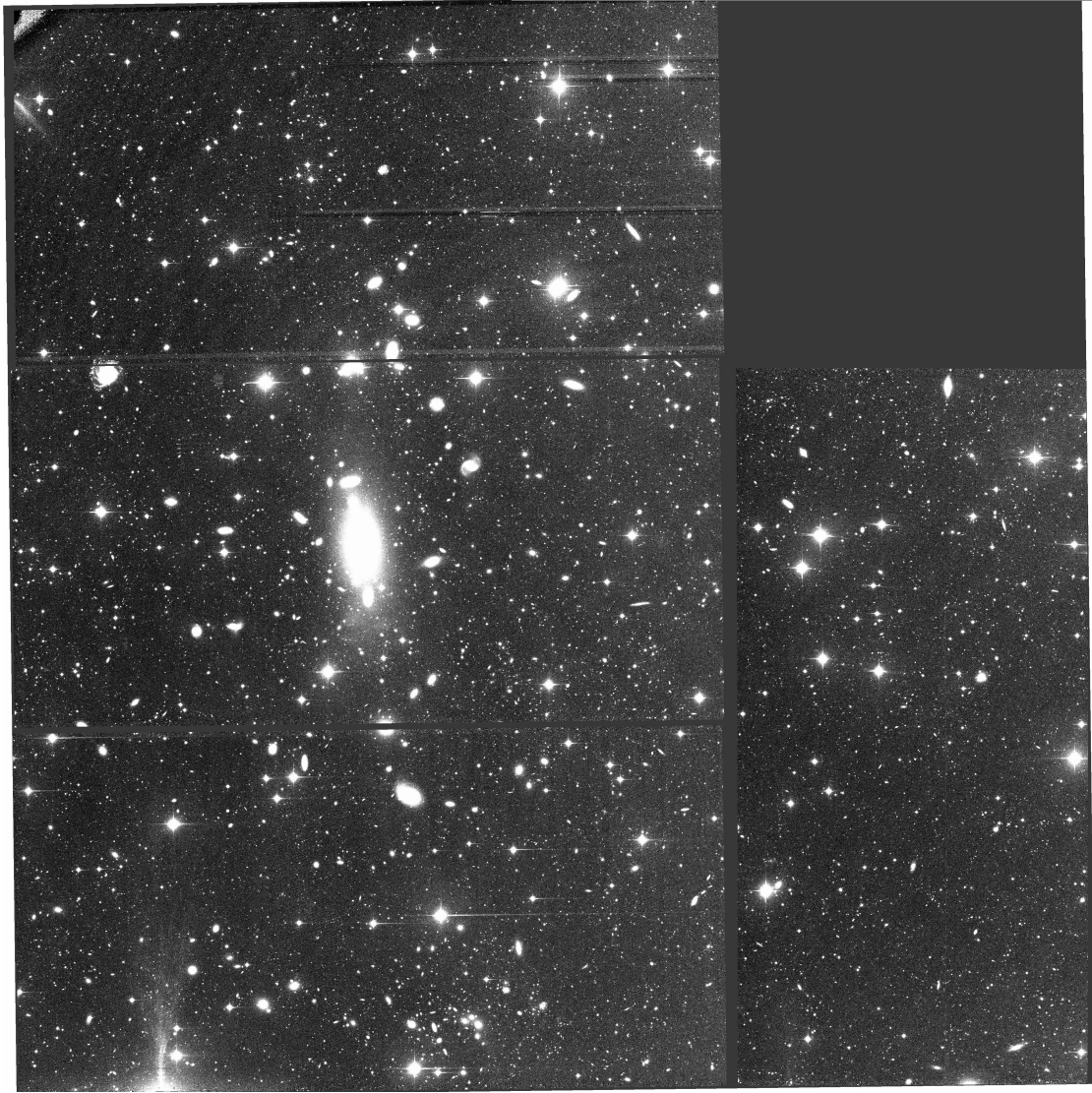


Figura 8.5: Imagen en banda V del campo A2589. Norte hacia arriba y Este a la izquierda.

---



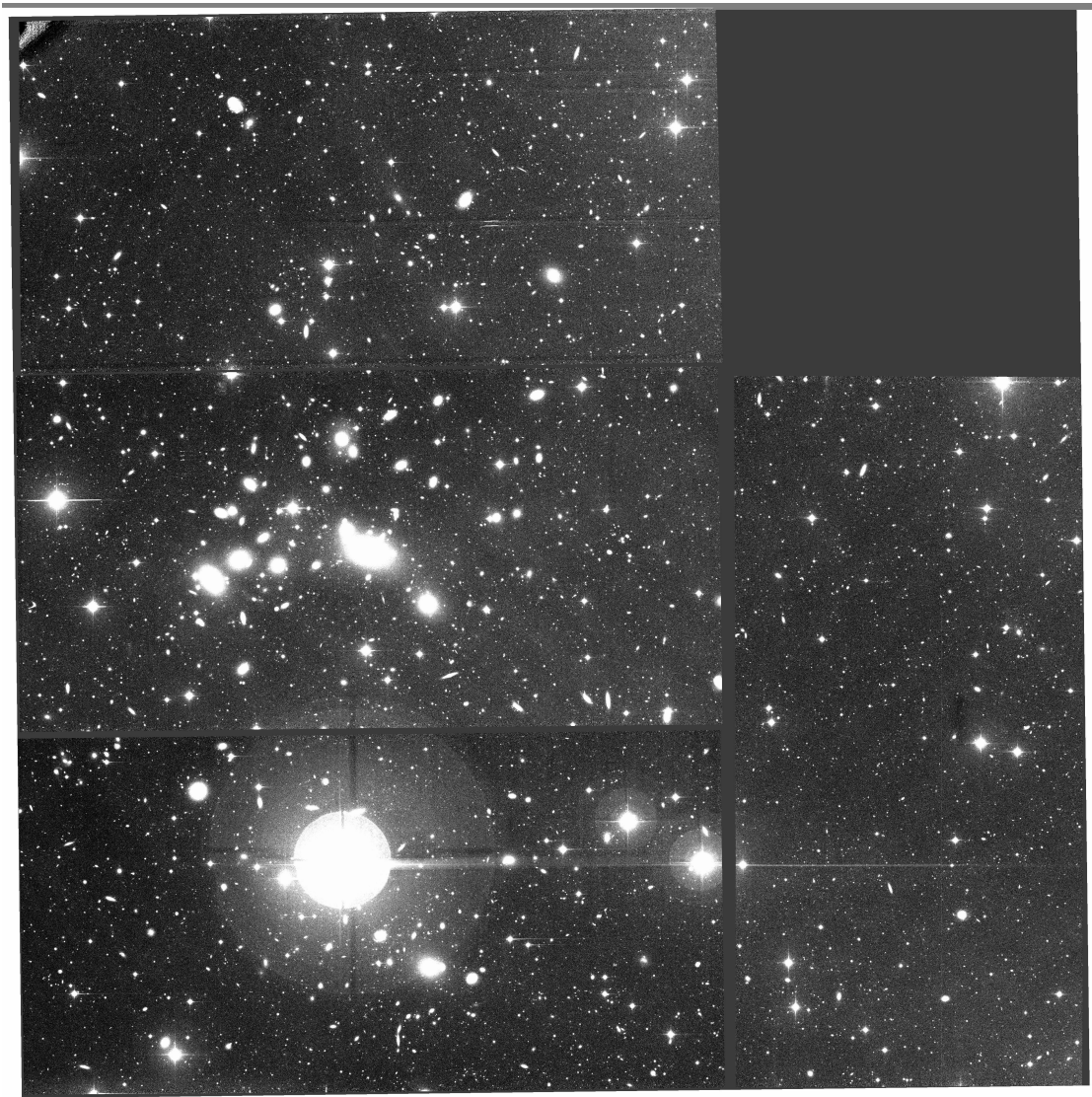


Figura 8.6: Imagen en banda V del campo A2593. Norte hacia arriba y Este a la izquierda.

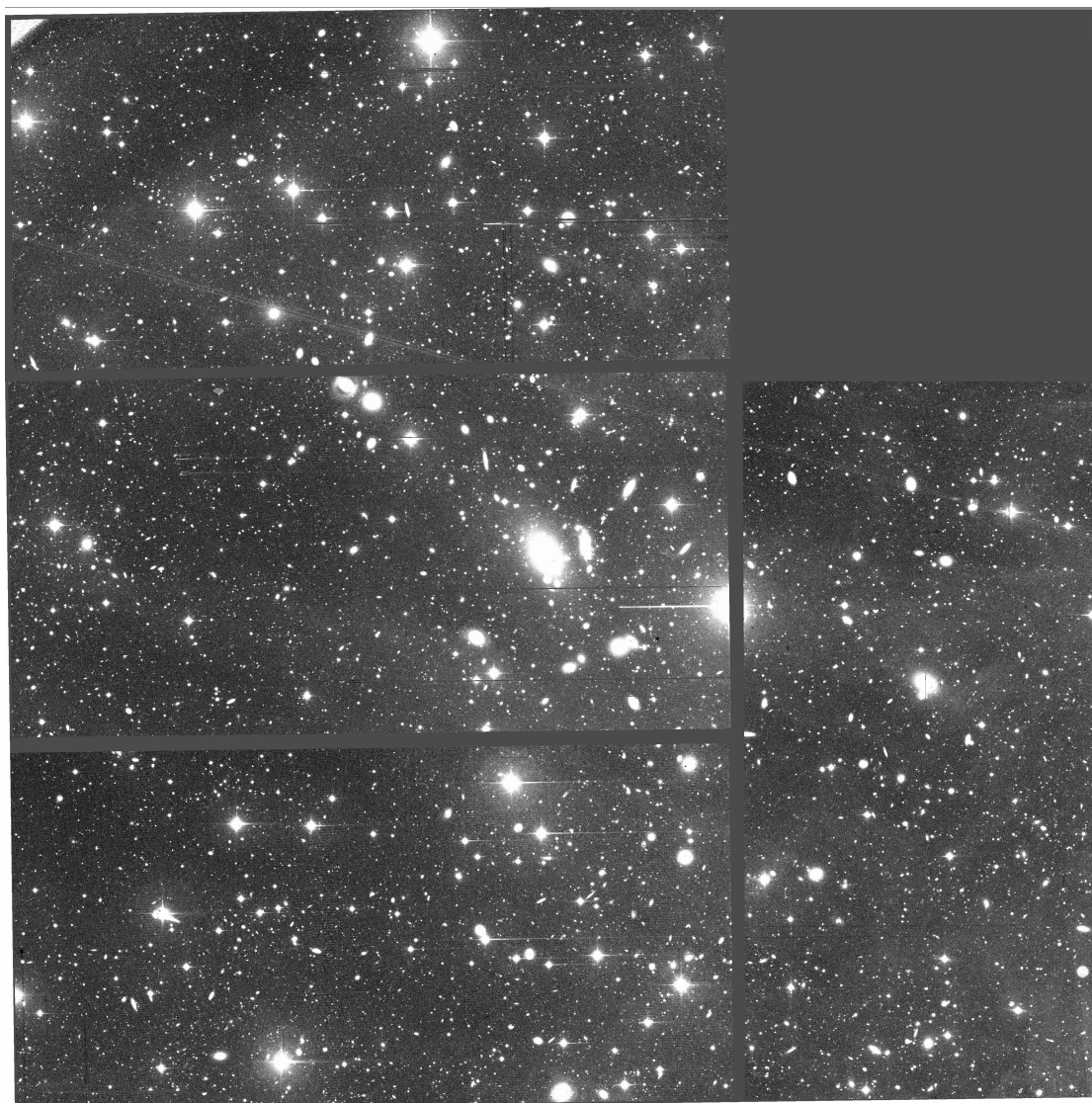


Figura 8.7: Imagen en banda V del campo A2626. Norte hacia arriba y Este a la izquierda.

---